



Evolution des galaxies: Interactions, fusions, et accretion de gaz

Frederic Bournaud

► To cite this version:

Frederic Bournaud. Evolution des galaxies: Interactions, fusions, et accretion de gaz. Astrophysique [astro-ph]. Université Pierre et Marie Curie - Paris VI, 2006. Français. NNT: . tel-00079377

HAL Id: tel-00079377

<https://theses.hal.science/tel-00079377>

Submitted on 12 Jun 2006

HAL is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.

Thèse de doctorat de L'Université Paris VI

Spécialité

Astronomie et Astrophysique

Evolution des Galaxies :
Interactions, Fusions, et Accrétion de Gaz

Présentée par

Frédéric Bournaud

pour obtenir le grade de Docteur de L'Université Paris VI

Soutenue le 9 juin 2006

devant le jury composé de :

Pr. Patrick Boissé	Président
Dr. Françoise Combes	Directrice de thèse
Dr. Pascale Jablonka	Rapporteur
Pr. Avishai Dekel	Rapporteur
Pr. Daniel Pfenniger	Examineur
Dr. Romain Teyssier	Examineur
Dr. Pierre-Alain Duc	Invité
Dr. Gary Mamon	Invité
Dr. Eric Emsellem	Invité

Remerciements

L'ensemble des travaux présentés dans cette thèse doit beaucoup aux nombreuses idées et à la grande disponibilité de Françoise Combes. Ils n'auraient sans doute pas vu le jour sans une idée initiale de Christophe Dupraz, et leur poursuite au fil des années aura été grandement facilitée par les nombreux conseils de Patrick Boissé.

Je tiens à remercier l'ensemble de mes collaborateurs, proches ou lointains, qui ont tous ouvert de nouveaux horizons à mon travail. En premier lieu Pierre-Alain Duc, qui a le premier suscité mon intérêt pour les galaxies en interactions, sujet que j'ai ensuite continué à étudier à Paris et Bangalore avec Chanda Jog. Parmi les nombreux observateurs dont les données m'auront permis de mieux contraindre les modèles numériques, je citerai notamment David Block, Philippe Amram, Enrica Iodice, Vladimir Reshetnikov, et Ivanio Puerari. Une collaboration plus originale fut menée avec Jean-François Lestrade, qui a su me convaincre que les systèmes planétaires ont quelques similitudes avec les disques galactiques. Ce fut l'occasion d'appliquer les techniques développées pour l'étude des galaxies à un autre domaine, en collaboration avec notre stagiaire Pierre de Marcellus.

Les travaux présentés ici, ainsi que la rédaction de ma thèse elle-même, ont tiré un grand profit de nombreuses discussions, notamment avec Bruce Elmegreen, Sharda Jogee, Kartik Sheth, Romain Teyssier, Lia Athanassoula, Daniel Pfenniger, David Elbaz, Eric Emsellem, Benoit Semelin, ainsi que Joe Collins, Nick Gnedin, et les membres du laboratoire d'Astrophysique de l'Université du Colorado à Boulder. C'est aussi pour moi l'occasion de remercier l'ensemble des membres du Lerma de l'Observatoire de Paris. Ces trois années de thèse ont enfin été pour moi l'occasion de pratiquer une expérience enrichissante d'enseignement, notamment au contact de Samuel Gresillon, Marie-Christine Angonin, Bruno Sicardy, Jean-Claude Cerisier, et Michel Capderou.

Je remercie également les membres de mon jury de thèse, pour l'intérêt qu'ils ont porté à mon travail et leurs nombreuses suggestions sur mon manuscrit.

Merci enfin à ma famille et ma belle-famille, et en particulier à Séverine, ma femme, qui m'ont toujours soutenu et ont longuement relu les pages qui vont suivre.

Résumé

Evolution des galaxies : interactions, fusions, et accrétion de gaz

L'étude des propriétés actuelles des galaxies permet à la fois de comprendre les processus physiques de leur évolution passée et le contenu de l'Univers en matière visible et noire. Les moyens d'observations actuels permettent de quantifier de façon statistique les propriétés morphologiques et cinématiques des galaxies, en fonction de leur environnement. Afin d'interpréter en détail ces propriétés observées, nous avons modélisé la formation et l'évolution passée des galaxies au moyen de simulations numériques. Les codes utilisés, en partie déjà existants et en partie développés au cours de la thèse, modélisent la dynamique gravitationnelle des étoiles et de la matière noire, l'hydrodynamique du gaz interstellaire, et la formation stellaire. Les résultats de ces simulations peuvent alors être comparés quantitativement aux observations, dans plusieurs domaines de longueurs d'ondes.

Dans une première partie, nous étudions la morphologie des galaxies isolées. Nous montrons que la plupart des galaxies spirales possèdent une concentration centrale allongée, appelée barre, qui devrait être détruite rapidement par échange de moment angulaire avec le gaz interstellaire. La persistance des barres depuis dix milliards d'années ne peut s'expliquer que si elles ont été reformées, ce qui nécessite l'accrétion de grandes quantités de gaz diffus par les galaxies. L'étude d'autres types d'asymétries, les modes $m=1$, vient renforcer cette conclusion, et nous déduisons le taux caractéristique d'accrétion de gaz par les galaxies au cours des derniers milliards d'années, de plusieurs masses solaires par ans. Une importante contrainte pour les modèles cosmologiques en découle : l'Univers doit contenir suffisamment de baryons, et ceux-ci ne doivent tous former des étoiles rapidement dans l'Univers jeune, pour que les galaxies continuent à accréter quelques dizaines de pourcents de leur masse à des redshifts inférieurs à $z=1$.

Les galaxies ont donc grandi par accrétion progressive de gaz diffus, mais les collisions et fusions de galaxies ont également joué un rôle important dans leur évolution. Il est déjà établi que les fusions de galaxies de masses comparables détruisent les disques spiraux et forment des galaxies elliptiques, de forme sphéroïdale. Nous montrons que même la fusion avec de petites galaxies affecte fortement les disques, et qu'un grand nombre de fusions détruisent les galaxies spirales pour en faire des galaxies lenticulaires ou elliptiques ; l'accrétion de gaz évoquée précédemment peut alors expliquer la reformation ultérieure d'un disque galactique fin. Nous avons également établi qu'une succession de fusions mineures avec des galaxies naines peut avoir les mêmes effets qu'une fusion majeure unique avec une galaxie massive, et former une elliptique. Ce nouveau mécanisme de formation amène à réviser l'interprétation des observations sur le contenu en matière noire des galaxies elliptiques, ce qui pourrait déboucher sur des contraintes importantes sur la nature même de cette matière noire.

D'autres événements se produisant lors des collisions de galaxies (formation d'anneaux, naissance de galaxies naines dans les débris de marée) ont été étudiés à l'aide de nos modèles numériques. Ils permettent de contraindre les propriétés de la matière noire en traçant son comportement dynamique dans les collisions de galaxies. La confrontation des modèles aux données observationnelles tend à prouver qu'une partie de la matière noire est mobilisée les débris de collisions et de marées galactiques. Bien qu'une confirmation reste à établir à l'aide d'observations à plus haute résolution, cela indique une dynamique collisionnelle et dissipative pour une partie de la matière noire, probablement sa composante baryonique, favorisant les modèles de matière noire sous forme de gaz froid.

La comparaison statistique des observations et des modèles numériques à haute résolution a donc permis d'obtenir un certain nombre de contraintes sur les processus principaux d'évolution des galaxies et sur la matière contenue dans l'Univers. A l'avenir, les possibilités de modélisation et d'observation des galaxies de l'Univers lointain permettront de comprendre encore mieux les mécanismes d'évolution des galaxies, ainsi que la formation stellaire à grande échelle, donc l'histoire des bayons contenus dans l'Univers. Cela permettra d'établir des contraintes plus précises sur les scénarios cosmologiques de formation et d'évolution de l'Univers dans son ensemble.

Abstract

Evolution of galaxies : interactions, mergers, and gas accretion

Studying present day properties of galaxies can give information both on their past evolution and on the matter content of the Universe. Morphological and kinematical properties can be studied statistically, as a function of environment, with recent observations. To interpret these observed properties, we have modelled the formation and past evolution of galaxies with numerical simulations. The codes that are used, already existing for a part, and developed during the thesis for the other part, model the gravitational dynamics of stars, gas clouds and dark matter, the dissipative hydrodynamic nature of interstellar gas, and star formation. Outputs from the simulations can then be compared to observations to understand which processes have led to the current state of galaxies.

In a first part, we study the morphology of isolated galaxies. We show that most spiral galaxies have a bar – an elongated central concentration of stars. This bar should have been destroyed in a few billions year by angular momentum transfer to the interstellar medium. The ubiquity of bars since 10 billion years then requires them to be reformed or strengthened by an external process. This can be explained only if galaxies accrete large amounts of gas from the intergalactic medium. The study of disk lopsidedness in spiral galaxies also argues towards this conclusion. We estimate the typical accretion rate, of a few solar masses per year for a Milky-Way like galaxy. This give strong constraints for cosmological models : the Universe must contain enough baryonic matter, that must not be converted into stars too rapidly, so that enough gas remains to be accreted and increase the mass of spiral galaxies by a few tens of percent below the epoch of redshift $z=1$.

Then, galaxies have grown by a gas accretion process, for a part, by collisions and mergers also play an important role in their evolution. It is well-known that equal-mass galaxy mergers from elliptical galaxies. We show that even mergers with small companions strongly affect the disk of spiral galaxies. Indeed, many mergers over a large range of mass ratios can convert spiral galaxies into lenticular or elliptical systems; the accretion of gas evoked before can reform a thin spiral disk later-on. We also demonstrate that multiple successive minor mergers with dwarf galaxies can lead to the formation of elliptical galaxies, as a major merger with a same-mass galaxy do. This new process for the formation of elliptical galaxies should lead to a revision of estimates of the dark matter content in elliptical galaxies, which may give new information on the nature of this dark matter itself.

Other phenomenons occur during galaxy collisions (formation of rings, genesis of dwarf galaxies in tidal tails). They have been studied with the help of our numerical models. They help to constrain the properties and nature of dark matter, by indicating how it behaves during galaxy interactions. The comparison of numerical models to observational data indicates that a part of dark matter is condensed into the collisional and tidal debris. Even if higher resolution observations are still required to reach a definitive conclusion, this tends to indicate that a part of dark matter has a collisional dynamics – probably the baryonic component of dark matter, which favours the hypothesis of dark molecular gas.

The statistical comparison of observations and high-resolution numerical simulations has thus given constraints on the physical process that drive galaxy evolution, and the visible and dark matter content of the Universe. In the future, increase capability of observation and numerical simulation, dedicated in particular to distant galaxies, will enable an even better understanding of galaxy evolution, large-scale star formation, and the history of the baryonic content of the Universe. Cosmological scenarios for the evolution of the whole Universe can be tested and/or refined with the help of such studies.

Table des matières

I	Evolution des Galaxies : Interactions, Fusions, et Accrétion de Gaz	9
1	Introduction	11
1.1	Problématique : formation et évolution des galaxies	11
1.2	Propriétés essentielles des galaxies	12
1.3	La matière noire	15
2	Dynamique des galaxies et simulations numériques	17
2.1	Les simulations N-corps	17
2.2	Modélisation physique	19
2.3	Conditions initiales	20
3	Evolution des galaxies isolées	23
3.1	Les galaxies barrées	23
3.2	Les galaxies "lopsided"	31
3.3	Le rôle fondamental de l'accrétion de gaz	35
4	Systèmes en interaction et fusions de galaxies	37
4.1	Introduction	37
4.2	Fusions majeures et mineures : formation des elliptiques et des lenticulaires	37
4.3	Fusions multiples : un second processus de formation des elliptiques	40
4.4	Contraintes sur les mécanismes de croissance des galaxies	42
5	Les galaxies naines de marée	45
5.1	Introduction – Queues de marée et hypothèse de formation de galaxies naines	45
5.2	Preuves observationnelles de l'existence des naines de marée	47
5.3	Mécanisme de formation et contraintes sur les halos de matière noire	47
5.4	Propriétés et survie des galaxies naines de marée	48
6	Les anneaux polaires	53
6.1	Introduction - un laboratoire idéal pour sonder la matière noire	53
6.2	Formation des anneaux polaires : étude générale et cas particuliers	54
6.3	Relation de Tully-Fisher et contraintes sur la matière noire	57
7	Conclusions et perspectives	61
7.1	Vers une description complète de l'évolution sur la séquence de Hubble	61
7.2	Contraintes pour les mécanismes de formation et la matière noire	61
7.3	L'histoire des baryons et de la formation stellaire	62
7.4	Perspectives	66
II	Publications	77
A	Mécanismes de destruction des barres	79
B	Reformation des barres par accrétion de gaz	81
C	Preuve de l'accrétion de gaz par les propriétés des barres de galaxies	83

D Les galaxies spirales "lopsided" : preuves de l'accrétion de gaz	85
E Fusions de galaxies de masse inégales	87
F Fusions de galaxies : Propriétés des résidus en fonction du rapport de masse	89
G Formation des galaxies à anneaux polaires	91
H Formation de la galaxie à double anneau ESO 474-G26	93
I Formation de la galaxie à anneau polaire AM 1934-563	95
J Matière noire dans des galaxies à anneaux polaires	97
K Cinématique des queues de marée : existence des naines de marée	99
L Formation des naines de marée : Contraintes sur les halos de matière noire	101
M Mécanisme de formation des naines de marée	103
N Des galaxies naines de marée aux galaxies satellites	105

Première partie

Evolution des Galaxies : Interactions, Fusions, et Accrétion de Gaz

Chapitre 1

Introduction

1.1 Problématique : formation et évolution des galaxies

Comprendre comment les galaxies se sont formées, et ont évolué jusqu'à l'époque actuelle, est une des questions les plus fondamentales de la cosmologie. Elle permet de tester les hypothèses faites dans les modèles d'évolution de l'Univers, au premier plan desquelles la nature de la matière noire dans ses deux composantes possibles, baryonique et non baryonique.

Le modèle le plus populaire actuellement pour la formation des structures dans l'Univers (galaxies, amas de galaxies...) est celui basé sur l'hypothèse inflationnaire d'un Univers en expansion dominé par une matière noire froide et non collisionnelle (CDM pour Cold Dark Matter), détaillé notamment par Blumenthal et al. (1984). Dans ce scénario, les structures cosmiques sont organisées de façon hiérarchique : dans l'Univers en expansion, les fluctuations initiales de densité de la matière noire non collisionnelle s'amplifient en sous-structures autogravitantes qui s'effondrent sur elles-mêmes, en grandissant par fusions entre elles.

Le gaz, c'est-à-dire l'essentiel de la masse baryonique initiale, suit la formation de ces structures de matière noire, mais en se refroidissant par rayonnement, avec une dynamique dissipative. Il forme donc des structures plus denses, plus concentrées, et plus aplaties que la matière noire. Ces structures baryoniques, une fois qu'une partie du gaz s'est transformée en étoiles, deviennent les galaxies que nous voyons aujourd'hui (White & Rees 1978), et qui après leur formation continuent à croître en fusionnant quand leurs halos¹ de matière noire fusionnent eux-mêmes.

Dans sa description théorique, ce scénario détaillé permet de rendre compte de l'état actuel de l'Univers à grande échelle. Des modèles semi-analytiques (notamment Fall & Efstathiou 1980) prévoient même une distribution globale de la matière visible des galaxies compatible avec les observations (Courteau 1997). Mais ce scénario de formation hiérarchique des galaxies dans un Univers dominé par la matière noire CDM présente des problèmes importants. En particulier, les simulations numériques détaillées de formation des galaxies dans ce contexte conduisent à des systèmes trop petits, trop concentrés et qui n'ont pas assez de moment angulaire pour correspondre aux vraies galaxies observées. Cette "catastrophe du moment angulaire" a été mise en évidence par Navarro & Benz (1991) puis Navarro & Steinmetz (1997), et les processus conduisant au manque de moment angulaire dans ce modèle cosmologique ont été détaillés par Navarro & Steinmetz (2000a,b) et d'Onghia (2006).

Ce scénario standard CDM connaît deux autres problèmes fondamentaux. Dans le Groupe Local, et même en dehors, les galaxies naines sont beaucoup moins nombreuses que prévu par cette théorie ; c'est le problème des "naines manquantes" (Klypin et al. 1999; Moore et al. 1999a). Il y a enfin le problème des "cusps" (Dekel et al. 2003a; Moore et al. 1999b) : les simulations de matière noire CDM prévoient un "cusp" au centre des halos de matière noire, c'est-à-dire un pic central de densité dans la distribution radiale de matière noire (Navarro et al. 1996, 1997). Les observations montrent que, les galaxies ont plutôt des halos à "coeur", c'est-à-dire un profil de matière noire assez plat au centre.

On peut proposer des solutions plus ou moins complètes à ces trois "crises" du modèle hiérarchique/CDM, que ce soit pour les naines manquantes (Kravtsov et al. 2004), pour les "cusps" qui ont pu être détruits par des mécanismes d'interaction ou d'évolution interne des galaxies (Dekel et al. 2003b; Holley-Bockelmann et al. 2005; Berentzen et al. 2006), ou pour le moment angulaire (Maller & Dekel 2002). On voit toutefois par l'existence de ces problèmes et l'aspect spéculatif des solutions proposées que la formation et l'évolution des galaxies et la nature de la matière noire sont aujourd'hui loin d'être parfaitement comprises. Des modèles

¹On parle de "halo" de matière noire, puisque l'on vient de voir que la matière noire forme une structure plus étendue et moins aplatie que les disques de baryons visibles, peut-être même sphéroïdale.

cosmologiques différents du CDM et de ses variantes directes ont d'ailleurs été proposés et développés (e.g. Méndez 2002; Knebe et al. 2002; Bullock et al. 2002).

Sans préjuger de la validité des scénarios CDM, cet exemple des trois "crises" et de leur résolution illustre l'approche la plus classique pour tester et contraindre les modèles cosmologiques : simuler l'évolution globale de l'Univers dans ce contexte, et comparer les propriétés des plus petites structures cosmologiques – les galaxies – à leurs vraies propriétés observées. Une autre approche consiste à étudier les propriétés² observées des galaxies, soit actuelles, soit datant d'il y a plusieurs milliards d'années pour les galaxies distantes, et à chercher quels sont les mécanismes qui peuvent être responsables de ces propriétés. C'est cette seconde approche que nous privilégierons ici. Elle peut s'appliquer individuellement à des systèmes particuliers, ou mieux, statistiquement, sur l'étude d'ensembles de galaxies de certains types. C'est donc en étudiant non pas l'évolution des grandes structures cosmologiques, mais les propriétés internes des galaxies, que nous chercherons à contraindre les processus responsables de leur formation et évolution jusqu'à leur état actuel³. Nous nous consacrerons essentiellement aux galaxies entre les redshifts $z = 1$ et $z = 0$, car c'est dans cette gamme que les observations sont capables de résoudre suffisamment les propriétés internes des galaxies. Cette étude est donc focalisée sur les deux derniers tiers (en temps) de l'évolution de l'Univers. Cela ne limite pas les possibilités de contraindre les mécanismes de formation des galaxies, car dans un scénario hiérarchique les galaxies continuent de se "former", ou du moins de grandir et de fusionner, jusqu'à aujourd'hui.

1.2 Propriétés essentielles des galaxies

1.2.1 La classification de Hubble

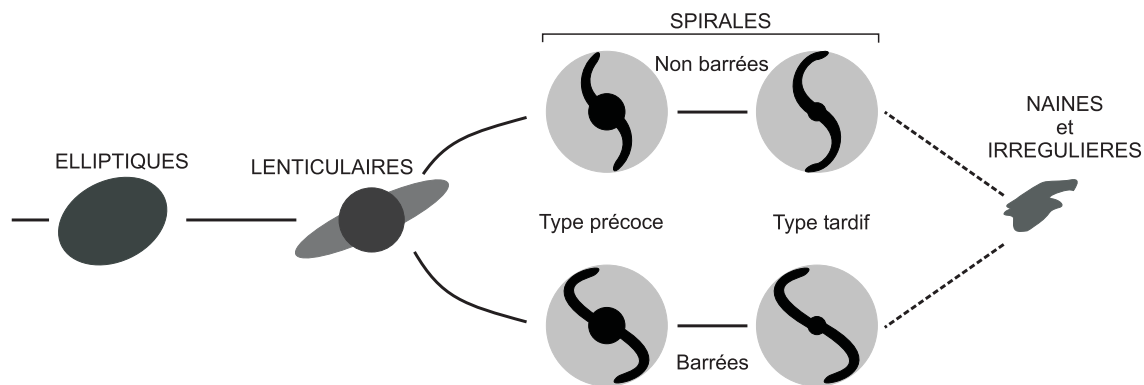


FIG. 1.1 – Classification simplifiée des galaxies sur la séquence de Hubble.

Les galaxies sont des systèmes composés de milliards d'étoiles (typiquement 10^{11} étoiles dans une spirale semblable à la nôtre), et de nuages de gaz de dimensions variables contenant généralement des poussières, qui constituent le milieu interstellaire. Elles contiennent aussi probablement de la matière noire (voir Section suivante). La composante stellaire s'étend typiquement sur une dizaine de kiloparsecs en rayon, le gaz souvent 2–3 fois plus loin (Roberts & Haynes 1994). La matière noire peut se trouver jusqu'à des centaines de kiloparsecs du centre (Navarro et al. 1996, 1997). Après avoir montré que les galaxies sont extérieures à notre propre Voie Lactée, Hubble (1922a,b) a proposé une classification morphologique. Des nomenclatures plus complètes ont été proposées depuis (de Vaucouleurs 1959; Kormendy & Bender 1996). Nous nous limiterons ici à décrire une classification simple, car nous verrons dans la suite que la question sous-jacente n'est pas de savoir comment les galaxies doivent être classées, mais comment elles évoluent sur la classification adoptée, fût-elle simple.

La classification de Hubble (Fig. 1.1) distingue deux catégories principales de galaxies :

- les galaxies spirales sont constituées d'un disque fin d'étoiles et de gaz, en rotation à des vitesses de $100\text{--}200\text{ km.s}^{-1}$. Au centre se trouve un bulbe sphéroïdal, plus massif dans les types précoces que dans

²On entend ici par "propriétés" toute caractéristique des galaxies : morphologie, cinématique, métallicité...

³Nous ne chercherons pas à distinguer les termes de "formation" et "d'évolution" des galaxies : elles continuent à croître aujourd'hui, à fusionner entre elles, si bien que l'"évolution actuelle" est aussi une "phase tardive de formation".. On parle plutôt d'"évolution" quand il s'agit de comprendre les mécanismes internes aux galaxies ou groupes de galaxies, et de "formation" quand il s'agit de comprendre les implications cosmologiques sur l'Univers à grande échelle, mais les deux notions restent étroitement liées.



FIG. 1.2 – Disque de la galaxie spirale NGC 4013, vu par la tranche. La trainée sombre dans le plan du disque est due à l'absorption de la lumière par les poussières du milieu interstellaire. Le disque de gaz et poussières interstellaires est plus fin que le disque d'étoiles, en raison de la plus faible dispersion de vitesses des nuages de gaz. (image HST)

les types tardifs⁴. On classe ces types en Sa, Sb, Sc, Sd des précoces vers les tardifs. Une partie des galaxies spirales possède une barre allongée au centre de son disque et constitue les classes SBa à SBd. La Fig. 1.2 montre un disque de galaxie spirale vu par la tranche : on remarque l'aplatissement du disque stellaire, et la trainée d'absorption associée au milieu interstellaire qui se concentre dans un disque plus fin que les étoiles.

- les galaxies elliptiques, de forme sphéroïdale, n'ont qu'une rotation lente (quelques dizaines de km.s^{-1}) et sont maintenues en équilibre par leur dispersion de vitesses internes de l'ordre de 200 km.s^{-1} (Illingworth 1977). Elles contiennent généralement très peu de gaz.

Entre les deux, la classe "lenticulaire" S0 correspond à des galaxies à disques, mais qui contrairement aux spirales ont de grandes dispersions de vitesse, un bulbe central très massif et très peu de gaz. Rattacher ou non les lenticulaires aux spirales est parfois débattu. Nous verrons par la suite que leur mécanisme de formation différent justifie d'en faire plutôt deux catégories séparées.

Enfin, les galaxies naines, de 10^8 à quelques 10^9 masses solaires, ont des morphologies assez variables que nous n'étudierons pas.

1.2.2 Éléments simples de dynamique, mécanismes standard d'évolution

Environ deux tiers des galaxies massives (i.e. en dehors des naines) sont des galaxies spirales. L'origine de la structure spirale est longtemps restée mystérieuse, et notamment le fait que la spirale ne se soit pas détruite très rapidement en s'enroulant par rotation différentielle (le centre d'une galaxie tournant plus vite que le bord, en vitesse angulaire). Les étoiles du disque d'une galaxie spirale décrivent en première approximation des orbites elliptiques à une vitesse $\Omega(r)$ fonction du rayon, qui précèdent à une vitesse $\Omega(r) - \kappa(r)/2$, où κ est donné par la théorie épicyclique (Vandervoort 1975) :

$$\kappa^2 = r \frac{d\Omega}{dr} + 4\Omega^2$$

⁴Ne surtout pas croire que les types tardifs viennent après les types précoces dans les processus d'évolution spontanée des galaxies !

La précession étant plus rapide au centre, les bras spiraux devraient avoir tendance à s'enrouler de plus en plus, ce qui a posé problème aux tentatives d'expliquer leur nature de façon purement cinématique. C'est Lin & Shu (1964) qui ont expliqué la nature des bras spiraux : il s'agit d'ondes de densité qui se propagent dans le disque sous l'effet de l'auto-gravité. Cela suppose que le disque soit stable vis-à-vis des perturbations axisymétriques (notamment qu'il ne se fragmente pas), ce qui correspond à un paramètre $Q > 1$ dans le critère de stabilité formulé par Toomre (1964) : les petites échelles sont stabilisées par la dispersion des vitesses entre étoiles qui joue un rôle de "pression", les grandes échelles sont stabilisées par la rotation du disque et la divergence des forces centrifuges qui s'opposent à l'effondrement gravitationnel de fragments du disque. Notons toutefois qu'un certain nombre de spirales dites "floculentes" (Gerola & Seiden 1978; Seiden & Gerola 1979) ne sont pas des ondes de densité et peuvent résulter d'autres phénomènes, notamment la formation stellaire ou la turbulence interstellaire (Elmegreen & Thomasson 1993; Elmegreen et al. 2003a,b).

Les bras spiraux sont particulièrement bien visibles dans le gaz interstellaire et les étoiles jeunes qui viennent juste de s'y former (observations en bande B). Ils sont moins contrastés dans les bandes R ou proche-infrarouge, traçant les vieilles étoiles. En effet, le gaz interstellaire est un milieu dissipatif, qui réduit son énergie interne en rayonnant. Sa dispersion de vitesses n'est que de $6-10 \text{ km.s}^{-1}$ alors qu'elle est typiquement de l'ordre de 50 km.s^{-1} pour les étoiles dans les galaxies spirales. En se propageant dans le disque à plusieurs dizaines de km.s^{-1} , les ondes de densité spirales provoquent des ondes de chocs dans le gaz, le compressent d'un facteur 5 à 10, qui déclenchent une intense formation stellaire (Roberts 1969).

La réponse du milieu interstellaire aux ondes de densité spirales ou barrées se caractérise par d'importants échanges de moment angulaire, la densité d'étoiles et de gaz étant déphasée par rapport au potentiel gravitationnel (e.g. Combes & Gerin 1985), ce qui contribue à la minimisation d'énergie du disque par redistribution de matière et à l'établissement du profil exponentiel des disques (Pfenniger 1989). Parallèlement, la redistribution du moment angulaire peut alimenter les régions centrales, potentiellement un noyau actif (Shlosman et al. 1989), et détruire ainsi les barres (voir Chapitre 3 à ce sujet). L'alimentation du bulbe qui accompagne ce processus (Pfenniger 1985; Pfenniger & Norman 1990; Wyse 2004; Martinez-Valpuesta et al. 2006) contribue à l'évolution vers les types précoces. C'est là le principal effet de l'évolution progressive des galaxies isolées, dites évolution séculaire : les galaxies spirales évoluent vers les types non barrés et précoces sur des durées de quelques milliards d'années.

Les interactions et collisions de galaxies, quant à elles, résultent souvent en la fusion des deux galaxies impliquées. Elles se classent en deux types. Les fusions majeures (masses similaires) ont comme effet principal de transformer les galaxies spirales en galaxies elliptiques (Mamon 1992). Les fusions mineures (masses très différentes) entre une spirale et une galaxie naine font évoluer la spirale vers les types précoces (e.g. Walker et al. 1996). Nous reviendrons en détail sur les mécanismes qui interviennent dans les interactions de galaxies (notamment aux Chapitres 4 et 5). Le schéma de la Fig. 1.3 représente les effets de ces processus fondamentaux sur la séquence de Hubble.

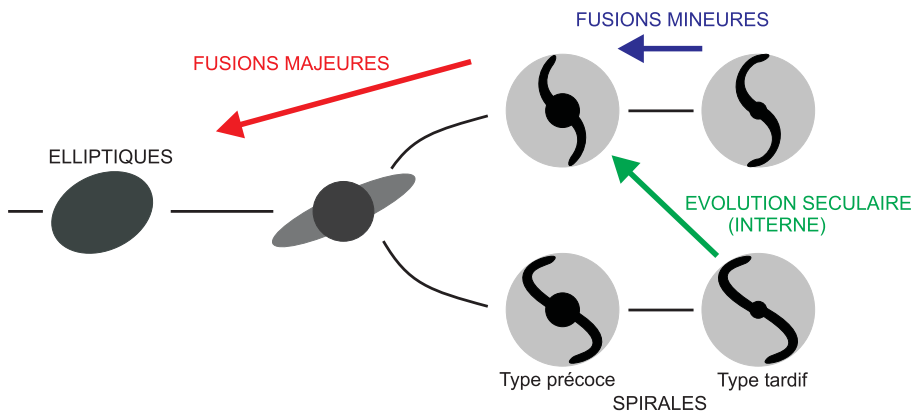


FIG. 1.3 – Schématisation des principaux mécanismes "standard" pour l'évolution des galaxies : (1) l'évolution séculaire interne fait évoluer les spirales vers les types précoces non barrés; (2) les fusions mineures avec des galaxies naines contribuent aussi à l'évolution vers les types précoces par croissance du bulbe; et (3) les fusions entre spirales de masses comparables forment les galaxies elliptiques.

1.3 La matière noire

1.3.1 Historique

La plupart des modèles cosmologiques, et notamment le CDM, font appel à la "matière noire". Il s'agit d'une matière dont la nature est inconnue – même si diverses hypothèses existent – et qui n'est pas directement visible mais dont la présence se manifeste par ses effets gravitationnels. Autrement dit, on est capable de déceler la masse de cette matière, bien qu'aucun rayonnement ne soit détecté.

La première évocation de la matière noire date d'Oort (1932), qui a montré en analysant le mouvement des étoiles du voisinage solaire que le disque de la galaxie contenait un peu plus de masse que celle des étoiles visibles. Peu de temps après, Zwicky (1933) étudia le mouvement des galaxies de l'amas Coma et, sous l'hypothèse que cet amas est gravitationnellement lié et virialisé, montra que l'amas contenait une masse 500 fois supérieure à celle des galaxies visibles. De telles études furent menées sur d'autres amas de galaxies avec des résultats similaires, et amenèrent Neyman et al. (1961) à conclure que plus de 90% de la masse de l'Univers est constitué d'une matière intergalactique invisible.

1.3.2 La rotation des galaxies spirales

Les courbes de rotation⁵ de galaxies spirales furent établies pour les premières fois, à partir de leurs raies d'hydrogène ionisé HII puis d'hydrogène neutre HI, par Rubin & Ford (1970); Roberts & Whitehurst (1975); Huchtmeier (1975). Ces courbes de rotation restent étonnamment plates à grand rayon (vitesse de rotation constante), là où les galaxies ne contiennent pourtant presque plus de masse visible si bien que les courbes de rotation devraient décroître. Malgré quelques cas où la décroissance attendue de la courbe de rotation fut observée (Faber & Gallagher 1979), la résolution croissante des radiotélescopes permit de confirmer que les courbes de rotation ne peuvent être expliquées par la seule matière visible (Bosma 1978, 1981).

Le problème des courbes de rotation montre donc que la matière noire est présente à petite échelle autour des galaxies, et pas uniquement aux plus grande échelles des amas de galaxies. Parmi les différentes échelles où la matière noire se manifeste, c'est celle des galaxies qui donne le plus de contraintes directes sur sa répartition spatiale et d'indices sur sa nature.

1.3.3 La matière noire : quoi et où ?

Savoir où se trouve la matière noire et de quoi elle est constituée sont des questions étroitement liées. L'idée de "halos" de matière noire de forme sphérique ou légèrement aplatie, qui entoureraient les disques d'étoiles des galaxies, a été introduite par Ostriker & Peebles (1973), qui invoquaient la présence d'un halo comme nécessaire pour stabiliser les disques spiraux et empêcher que tous ne forment des barres. L'argument est en fait faux : la plupart des disques spiraux ont des barres mais elles n'étaient pas vues à cette époque (Eskridge et al. 2000), et un halo de matière noire n'empêche pas nécessairement la formation de barres (Athanassoula 2002) – nous y reviendrons au chapitre 3.1. Néanmoins, d'autres arguments plaident en faveur de ces "halos" plus ou moins sphériques : la durée de vie des gauchissements de disques galactiques (Faber & Gallagher 1979, , argument finalement faux la aussi) et la possibilité d'expliquer les courbes de rotation par une sphère pseudo-isotherme de matière noire (van Albada et al. 1985).

Le modèle CDM, notamment dans sa variante Λ CDM (c'est à dire avec une constante cosmologique non nulle), s'est alors imposé car il explique parfaitement la formation de ces "halos", ainsi que les propriétés de l'Univers à très grande échelle (forêt Lyman alpha, amas de galaxies). Ce modèle fait appel à de la matière noire non baryonique (les candidats potentiels sont nombreux : wimps, trous noirs primordiaux, neutrinos...). Toutefois, il connaît trois "crises" que nous avons détaillées précédemment, qui ne peuvent être éventuellement résolues que si une partie de la matière noire est faite de baryons (e.g. Combes 2004), c'est à dire les mêmes particules que la composante visible de l'Univers, mais dans des objets qui ne rayonnent pas ou très peu (naines brunes, trous noirs stellaires, gaz moléculaire froid, snowballs ...).

La possibilité d'expliquer les courbes de rotation par une distribution de matière noire proportionnelle à celle du gaz visible HI (Bosma 1981; Hoekstra et al. 2001), et les différents arguments en faveur des distributions "maximum-disk"⁶ (Debattista & Sellwood 2000; Gerhard 2001; Pérez et al. 2004), soutiennent l'hypothèse d'une matière noire baryonique, peut-être du gaz moléculaire froid distribué dans les disques des galaxies

⁵La courbe de rotation d'une galaxie spirale représente la vitesse circulaire (vitesse de rotation en l'absence de dispersion de vitesses, donc sur une orbite supposée circulaire) en fonction de la distance au centre du disque

⁶C'est à dire où la quantité de matière noire est réduite au minimum nécessaire pour expliquer la courbe de rotation plate

(e.g., Pfenniger et al. 1994; Pfenniger & Combes 1994; Masset & Bureau 2003; Revaz & Pfenniger 2004). La décroissance apparente du contenu en matière noire des types tardifs vers les types précoces pour les spirales, puis vers les elliptiques (Binney & Tremaine 1987), qui se fait en parallèle à une augmentation de la masse stellaire et une décroissance de la fraction de gaz visible, favorise cette hypothèse de matière noire sous forme de gaz froid. Toutefois, Jablonka & Arimoto (1992) remettent en cause la variation de la fraction de matière noire avec le type de Hubble (ou la couleur) des spirales, et Dekel et al. (2005) ont montré que les elliptiques peuvent contenir plus de matière noire qu'on ne l'avait longtemps cru. A l'opposé, il existe des arguments en faveur de halos sphériques ou sphéroïdaux, par l'analyse de l'orbite des galaxies naines satellites de notre Voie Lactée (e.g. Ibata et al. 2000) ou la cinématique des anneaux polaires (Sackett & Sparke 1990) sur laquelle nous reviendrons au Chapitre 6.

La théorie la plus standard est toutefois de considérer que les deux composantes de matière noire existent, baryonique et non baryonique (cette dernière étant CDM ou autre), la composante baryonique se manifestant surtout à petite échelle au voisinage de galaxies, et beaucoup moins à l'échelle des amas et grandes structures dominées uniquement par la matière non baryonique. En effet, pour un Univers plat dont la densité équivaut à $\Omega = 1$, les fluctuations du fond cosmologiques indiquent $\Omega_\Lambda = 0.7$ pour la constante cosmologique, et $\Omega_M = 0.3$ pour la matière. Cette dernière partie est dominée par la matière noire non baryonique, les baryons ne correspondant qu'à $\Omega_B \simeq 0.05$, environ 90% d'entre eux étant noirs et 10% visibles (cf. par exemple la revue de Sumner (2002) à ce sujet).

C'est dans ce contexte de halos de matière noire non baryonique et d'une éventuelle composante baryonique que nous chercherons à comprendre l'évolution des galaxies. Notons toutefois l'alternative MOND qui propose que la matière noire n'existe pas, et que les observations s'expliquent par une modification des lois de la gravité (Milgrom 1983) avec un certain succès pour expliquer les courbes de rotation des galaxies (McGaugh 2004).

Chapitre 2

Dynamique des galaxies et simulations numériques

2.1 Les simulations N-corps

2.1.1 Techniques de base

En dehors des techniques de N-corps directes, peu efficaces en dehors des machines dédiées de type GRAPE, deux types de codes se distinguent pour résoudre le problème N-corps en astrophysique :

- le "tree-code" (Barnes & Hut 1986; Hernquist 1987) effectue une recherche des plus proches voisins par construction d'un arbre au raffinement croissant dans les régions les plus denses, et utilise cet arbre pour le calcul des interactions gravitationnelles.
- le code PM "particle-mesh" (Miller 1978) qui se base sur une grille fixe. A partir de la position des "particules" (qui représentent les corps gravitants, par exemple les étoiles d'une galaxie), on calcule la densité de matière sur une grille fixée dans le temps, en général cartésienne et à résolution (taille de cellule) constante.

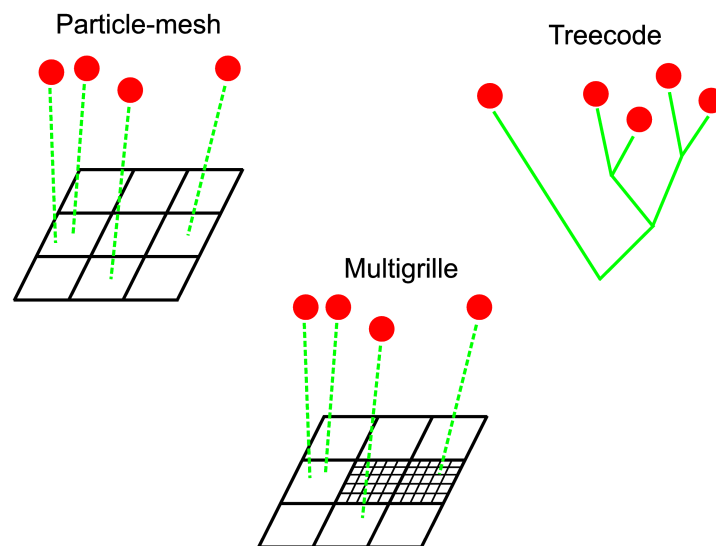


FIG. 2.1 – Les deux techniques principales de simulations N-corps (particle-mesh et tree-code) et code multi-grilles.

L'intérêt du tree-code est sa meilleure résolution dans les régions les plus denses. L'intérêt du code PM est le nombre plus élevé de particules qu'il peut utiliser à temps de calcul comparable, donc la meilleure résolution moyenne, qui permet entre autres de modéliser plus précisément la dynamique du gaz interstellaire. Par contre, il ne présente pas de résolution adaptative, ce qui est une limite importante dans les systèmes à fort contraste de densité.

Un code PM a été utilisé dans toute la première partie de cette étude (galaxies isolées) ainsi qu'une partie des simulations de galaxies en interactions. La résolution de l'équation de Poisson sur grille Cartésienne par Transformées de Fourier, avec conditions aux limites isolées, selon la méthode de James (1977), permet une bonne vectorisation du code. Une fois le potentiel obtenu, le calcul des accélérations et mouvements est effectué selon une méthode "leap-frog" (Hut et al. 1995) et des interpolations multi-linéaires "cloud-in-cell" pour passer de la grille à la position des particules, ces méthodes étant également bien vectorisables. Les simulations ont été conduites sur les calculateurs vectoriels NEC-SX5 de l'IDRIS et NEC-SX6 du CEA/CCRT. Typiquement, la grille comporte 256^3 ou 512^3 cellules, et les étoiles, le gaz interstellaire et la matière noire sont modélisés par un à quelques millions de particules pour chaque composante. Le temps d'exécution typique d'une simulation est d'une heure à quelques dizaines d'heures vectorielles, ce qui équivaut à un ou plusieurs mois de calcul monoprocesseur. L'utilisation de calculateurs vectoriels offre aussi une grande quantité de mémoire disponible, nécessaire à la modélisation de plusieurs millions de particules et cellules de grilles. Des comparaisons entre résultats du code PM et de tree-codes ont été faites (notamment pour l'évolution des barres, et la formation des galaxies naines de marée).

2.1.2 Code multigrille

Pour bénéficier d'une résolution variable dans les régions denses tout en gardant les avantages du code PM (grand nombre de particules pour un faible temps de calcul), on peut utiliser des codes multi-grilles qui permettent même de dépasser la dynamique de résolution des tree-codes à temps de calcul égal (Villumsen 1989). J'ai donc transformé le code PM initial vers un code multi-grilles. Les codes multi-grilles du type de Villumsen (1989) sont basés sur une construction hiérarchique fixe : la résolution est raffinée sur une zone fixe au centre de l'espace simulé. Le code que j'ai développé possède des régions de "zoom" qui peuvent être à la fois multiples et mobiles. Le suivi de certains objets dans les systèmes en interaction nécessite ce type de méthode, et selon la problématique physique, ce ne sont pas nécessairement les régions les plus denses que l'on souhaite résoudre le plus précisément.

Le pas de temps entre les niveaux de grille est variable. Les masses des particules peuvent être différentes à chaque niveau (bien que cette option ne soit pas utilisée dans les simulations présentées dans cette thèse). Pour le calcul du potentiel, chaque niveau de zoom est associé à deux nouvelles grilles, l'une contenant la zone à haute résolution, l'autre contenant la zone à basse résolution à laquelle la zone de zoom est soustraite. Le principe est illustré sur la Fig. 2.2 : une particule dans la zone 1 sera sensible au potentiel de la grille 1. Une particule dans la zone 2 sera sensible au potentiel haute résolution de la zone 2 et au potentiel basse résolution de la grille 1_B. Chaque niveau de potentiel est toujours calculé par une méthode FFT avec des conditions aux limites isolant le système des images de Fourier¹².

Ce code a été utilisé :

- pour résoudre des régions particulières de systèmes en interactions. Les interactions de galaxies imposent de simuler un grand volume contenant l'orbite des différentes galaxies, d'où la limite des grilles uniques sur de tels sujets. Les régions étudiées à haute résolution ont été soit les régions internes, soit les débris de marée périphériques.
- quelques simulations de barres emboîtées dans des galaxies isolées ont aussi utilisé cette technique.
- enfin, ce code est adapté à l'étude des galaxies dans leur environnement (par exemple accréation de gaz d'origine intergalactique), puisqu'il permet de simuler des volumes allant jusqu'au Mégaparsec sans que cela affecte la résolution maximale sur la ou les galaxies étudiées.

Dans ce code multi-grilles, la résolution est augmentée dans une ou quelques zones choisies. Il existe des codes complètement adaptatifs : la résolution est raffinée partout où la densité dépasse un certain niveau. C'est notamment le principe de l'ART (Adaptive Refinement Tree, Kravtsov et al. 1997) mis en oeuvre par exemple dans les codes Enzo (Bryan et al. 2001) et Ramses (AMR, Adaptive Mesh Refinement, Teyssier 2002). Le contraste de densité relativement faible rencontré à l'échelle des galaxies et des interactions de galaxies ne rend pas nécessaires de telles complications coûteuses en temps de calcul (donc en nombre de simulations possibles et en représentativité statistique des résultats), alors que de telles techniques sont presque indispensables pour les simulations cosmologiques où des contrastes de densité et facteurs d'échelles beaucoup plus élevés sont mis en jeu. Le code multi-grilles à zone(s) de zoom prédéfinie(s) et mobile(s) permet donc d'obtenir un niveau de résolution satisfaisant pour un temps de calcul raisonnable (du même ordre que sur les codes à grilles uniques, à nombre de particules et résolution moyenne égaux). Par exemple, dans l'étude des galaxies naines de marée

¹La technique utilisée est toujours celle de James (1977).

²Le potentiel est calculé sur des grilles avec conditions isolées, mais la partie interne du zoom n'est pas pour autant "isolée" de la partie externe, puisque l'on ajoute au potentiel 2 la contribution du potentiel 1_B.

au Chapitre 7, ce code multi-grille a permis d'obtenir une résolution de 10 parsecs dans les régions étudiées (les naines de marée) sans accroître inutilement la résolution dans les parties centrales des galaxies spirales massives (régions plus denses mais qui n'ont pas besoin d'être plus résolues vue la problématique physique de cette étude). Les codes adaptatifs à raffinement automatique (tree-code, ART, AMR...) auraient donné une résolution plus élevée dans ces régions centrales denses que sur les naines de marée périphériques, avec comme résultat soit des temps de calcul beaucoup plus élevés (donc une réduction du nombre de simulations et des possibilités d'exploitation statistique) soit une résolution spatiale plusieurs fois inférieure sur les objets étudiés.

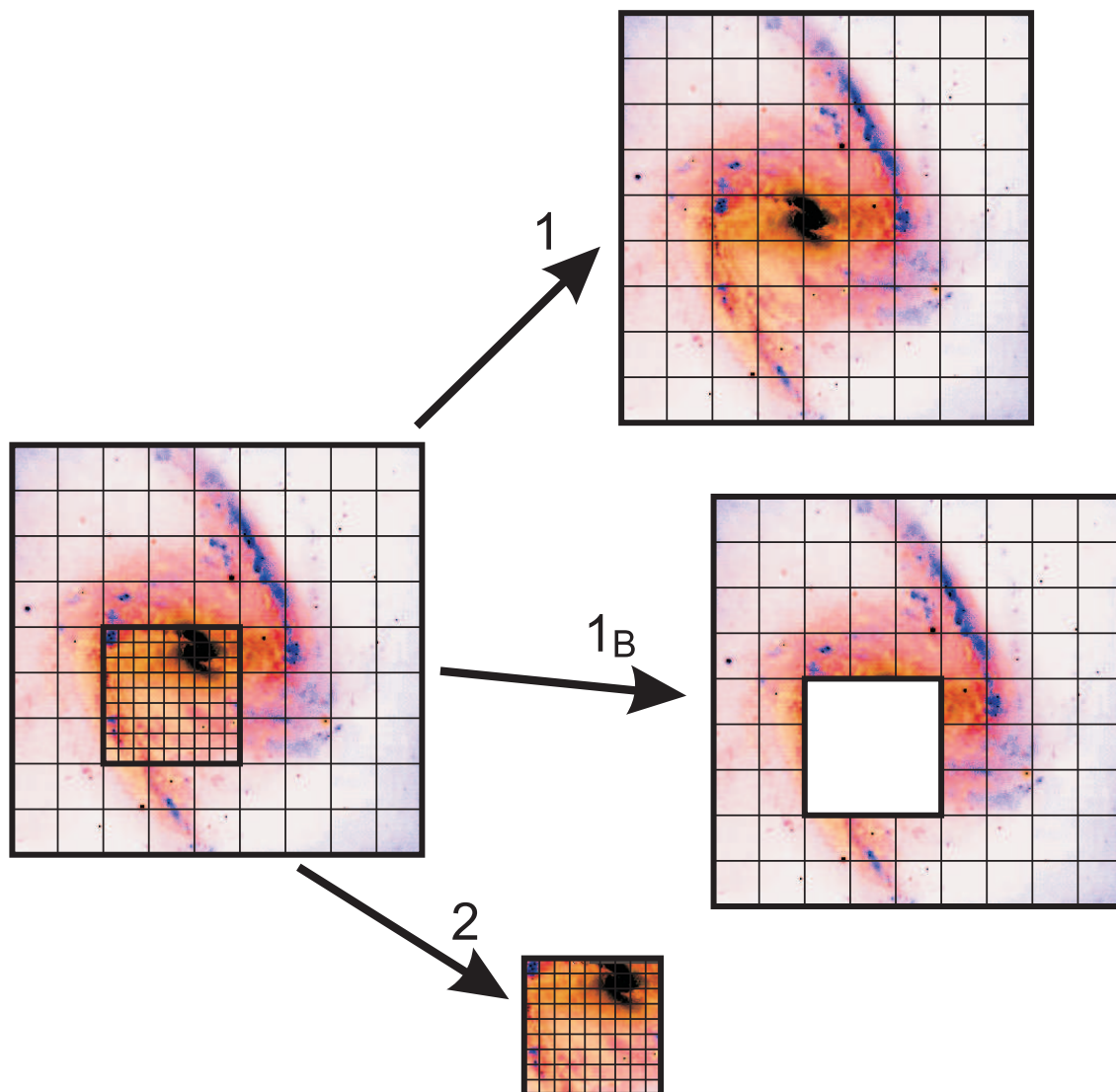


FIG. 2.2 – Décomposition de l'espace pour le calcul du potentiel dans un code multi-grilles, ici avec un seul niveau de zoom. Une particule située dans la zone à basse résolution évolue dans le potentiel calculé sur la grille 1. Une particule située dans la zone à haute résolution évolue dans la somme des potentiels des grilles 1_B et 2. Le processus peut être répété récursivement pour accroître encore la résolution, et le pas de temps varie selon le niveau de résolution.

2.2 Modélisation physique

2.2.1 Dynamique du gaz

Les dispersions de vitesse des nuages de gaz interstellaire sont bien inférieures à celles des étoiles, du fait de la dynamique dissipative de cette composante gazeuse. La meilleure modélisation physique a priori repose sur l'utilisation de codes hydrodynamiques traitant le gaz comme un fluide continu, et modélisant éventuellement

les processus de chauffage et refroidissement par le biais d'une équation d'état. Toutefois ces codes ne sont pas nécessairement les plus adaptés à l'échelle des galaxies : leur résolution est limitée, la conservation du moment angulaire n'est pas rigoureusement assurée, et une viscosité numérique non négligeable est introduite. Les phénomènes d'échange de moment angulaire étant importants dans l'évolution des galaxies spirales – nous verrons comment par la suite – la conservation du moment angulaire et le respect de la faible viscosité du milieu interstellaire sont nécessaires dans les simulations numériques (Elmegreen 2004). Des codes plus simples peuvent permettre une meilleure reproduction du comportement du milieu interstellaire (voir comparaison et discussion dans l'Article A).

Deux types de codes sont privilégiés à l'échelle des galaxies, le gaz étant à chaque fois décrit par des particules et non comme un fluide continu. Le code SPH (Lucy 1977; Gingold & Monaghan 1977) mime les équations hydrodynamiques en calculant les grandeurs hydrodynamiques par moyenne locale au voisinage de chaque particule. Il est bien adapté à la structure en arbre des tree-code, mais moins adapté aux codes sur grilles. De plus, il ne permet que l'utilisation d'un nombre de particules relativement faible (de l'ordre de 10^5 à 10^6) ce qui limite la résolution et induit à nouveau une viscosité artificielle problématique pour certaines études. Nous lui avons généralement préféré le code "sticky-particles" qui modélise des collisions inélastiques entre particules, c'est à dire entre nuages de gaz. En permettant un nombre de particules 10 à 100 fois plus élevé que le SPH à temps de calcul similaire, il garantit une forte résolution et une viscosité numérique faible si les paramètres numériques sont bien choisis. Ce code ignore le caractère multiphase du milieu interstellaire et la structure interne complexe des nuages de gaz. Néanmoins, il reproduit convenablement le comportement à grande échelle (>100 pc) observé du milieu interstellaire dans une certaine plage de paramètres numériques (voire notamment l'Articles A et l'annexe de l'Article B à ce sujet), et son impact sur l'évolution des galaxies est donc traité de façon réaliste, ce qui justifie le choix d'un tel code, a priori simpliste mais performant et réaliste. De plus, ce code se couple facilement aux codes N-corps sur grilles et est bien vectorisable. Dans le cas d'un N-corps multigrilles, le sticky-particles peut devenir lui-même multi-résolution.

Des comparaisons entre le code sticky-particles et des codes tree-SPH ont été faites. On se reportera à l'Article A pour le cas des galaxies barrées, où l'on montre que la réponse du gaz à la présence d'une barre stellaire est similaire, en termes de couples de gravités, entre le code sticky-particles et le SPH de Semelin & Combes (2005). Des simulations de collisions de galaxies ont également été faites en sticky-particles et tree-SPH, montrant la même structure générale des queues de marée et la formation de naines de marée dans les mêmes régions (Chapitre 7).

2.2.2 Formation d'étoiles

La formation stellaire est modélisée par une loi de Schmidt (1959) généralisée, c'est à dire que le taux de formation d'étoiles (SFR) est donné localement par

$$SFR \propto \mu_G^n$$

où μ_G est la densité de gaz et $1 < n < 2$. Kennicutt (1998) suggère $n = 1.4$, valeur issue d'une étude des propriétés globales des galaxies – la transposition à l'échelle locale reste très spéculative. Des résultats récents obtenus par Galex³ semblent montrer que les échelles locales sont dans l'ensemble bien décrites par la loi de Schmidt, mais suivent tout de même un comportement très différent dans certaines galaxies (dont M 31 par exemple). En plus de cette loi de Schmidt, la formation stellaire obéit à un effet de seuil, le gaz étant stable et ne s'effondrant pas en étoiles en dessous d'une certaine densité critique (Kennicutt 1989).

La formation stellaire s'accompagne de l'explosion des étoiles massives, de façon quasi-instantanée par rapport aux échelles de temps galactiques. Cela est modélisé en supposant une certaine fraction de supernovae dans la fonction de masse initiale des étoiles, et en adoptant une énergie typique que chaque explosion de supernova redistribue au milieu interstellaire environnant. Les étoiles moins massives, beaucoup plus nombreuses, contribuent aussi à ré-alimenter le milieu interstellaire, de manière significative en masse, et dans une moindre mesure en énergie. Ce phénomène s'effectue sur des milliards d'années et ne peut donc être modélisé comme une conséquence instantanée de la formation stellaire : nous le modélisons comme dépendant du temps selon le schéma proposé par Jungwiert et al. (2001).

2.3 Conditions initiales

Les simulations de galaxies présentées dans cette thèse utilisent des conditions initiales idéalisées. Pour les spirales, le disque est initialement axisymétrique, avec une composante d'étoiles et une composante de

³S. Boissier, Séminaire du Lerma, 2006

gaz. Un bulbe central sphéroïdal est ajouté, ainsi qu'un halo de matière noire – ce dernier est parfois décrit de manière analytique. Les conditions initiales exactes (distribution des positions et vitesses des particules de chaque composante) sont décrites en détail dans les Articles B et G. Nous avons également mis au point une méthode permettant d'obtenir des conditions initiales "évoluées", plus proches de la réalité, dans lesquelles les galaxies à disques ont déjà des bras spiraux voire même une barre au début de la simulation, et le gaz suit déjà une distribution différente des étoiles du fait de sa plus faible dispersion de vitesses. Ces conditions initiales sont notamment utiles pour simuler des interactions de galaxies plus proches de la réalité. Globalement les résultats ne sont pas très différents, même si on note des différences sensibles dans le comportement des régions centrales et la formation stellaire lorsque les fusions de galaxies sont simulées avec ces conditions initiales plus réalistes.

Chapitre 3

Evolution des galaxies isolées

Les galaxies dites "isolées" ne sont pas en cours d'interaction ou fusion avec une autre galaxie¹, et n'ont pas de signes évidents d'une interaction survenue dans les dernières centaines de millions d'années. Mais cela n'implique pas qu'elles n'aient pas subi d'interactions/fusions plus anciennes. Dans ce chapitre, nous cherchons si les propriétés des galaxies spirales isolées peuvent être expliquées par l'évolution séculaire interne et ces interactions passées qui n'ont plus de signes directs aujourd'hui, ou si au contraire d'autres processus sont intervenus dans l'évolution jusqu'à l'état actuel.

3.1 Les galaxies barrées

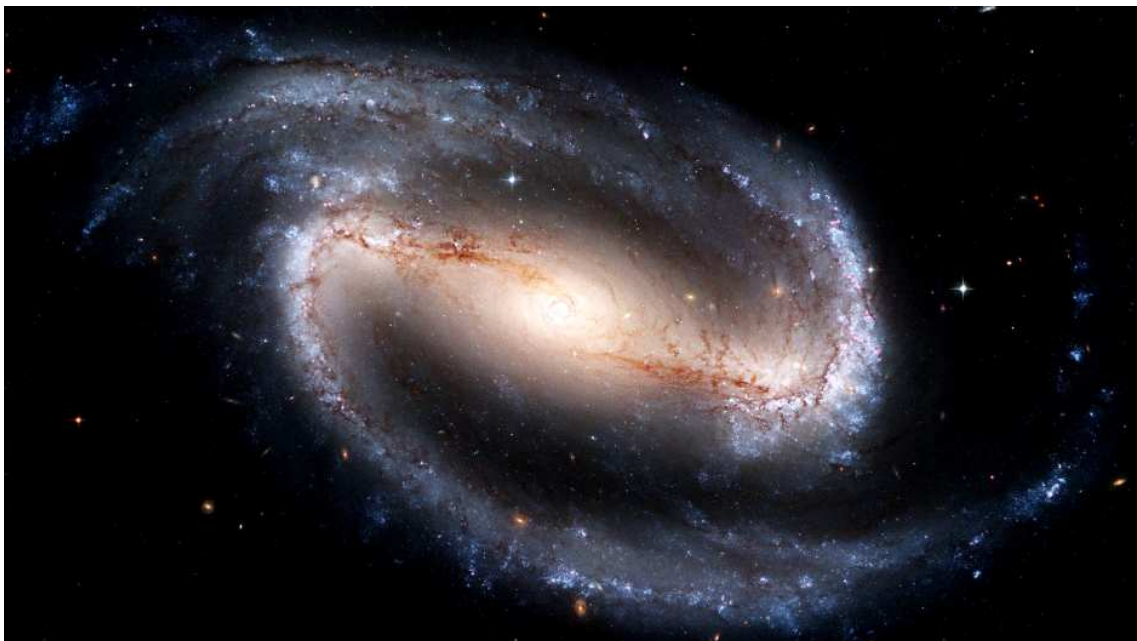


FIG. 3.1 – La galaxie spirale barrée NGC 1300 (image HST). La rotation se fait dans le sens des aiguilles d'une montre. Noter les deux traînées sombres marquant l'absorption par la poussière, traçant le gaz interstellaire, à l'avant de la barre par rapport au sens de rotation. L'extrémité de la barre stellaire correspond à peu près au rayon de corotation, auquel l'enroulement varie de près de 90 degrés et prend la forme de deux bras spiraux.

¹Sauf avec d'éventuelles galaxies naines ne représentant que quelques pourcent de la masse

3.1.1 Introduction : propriétés fondamentales des barres

Une grande partie des galaxies spirales de l'Univers Local présentent une structure centrale allongée et rectiligne, longue parfois de quelques kiloparsecs, appelée barre. de Vaucouleurs (1963) recensait sur les images optiques 1/3 de galaxies fortement barrées SB, 1/3 de galaxies faiblement barrées SAB, 1/3 de galaxies non barrées SA. Les observations récentes dans le proche infrarouge permettent de s'affranchir des effets d'absorption par la poussière interstellaire, et d'observer principalement la contribution des étoiles âgées peu massives qui tracent mieux le potentiel gravitationnel que les étoiles massives jeunes vues par exemple en bande B. Elles ont montré que la fraction de barre est en fait encore plus importante (notamment Eskridge et al. 2000).

Les barres ont deux intérêts fondamentaux dans la compréhension de l'évolution des galaxies : elles sont non seulement un traceur de l'évolution passée, mais aussi un moteur de l'évolution en contribuant significativement à la redistribution de matière et de moment angulaire dans les disques galactiques – nous détaillerons ces deux aspects par la suite. Les barres sont avant tout une structure *stellaire*; le gaz répond d'une certaine façon à la présence d'une barre mais ne constitue pas lui-même une barre, sauf dans des cas exceptionnels de disques de gaz et dominés par un potentiel axisymétrique (Mirabel et al. 1999) ou à grand redshift (Elmegreen et al. 2005). La formation d'une onde barrée correspond à une perte de moment angulaire dans les régions centrale du disque. Le moment angulaire est alors transféré vers d'autres régions (disque externe, halo...). Il est typiquement nécessaire d'enlever 10% de moment angulaire aux kiloparsecs centraux du disque pour y former une barre. Deux processus peuvent y conduire spontanément si les populations stellaires n'ont pas une dispersion de vitesses trop grande : soit le transfert de moment angulaire vers les régions extérieures du disque, par le biais des bras spiraux et de leur interaction avec la barre naissante, mécanisme d'autant plus efficace que le disque est riche en gaz; soit la friction dynamique de la barre naissante sur le halo de matière noire qui entoure le disque, mécanisme d'autant plus efficace que le halo est massif et/ou concentré (Athanassoula 2002).

Une barre comporte plusieurs familles d'orbites. La plus importante, celle qui constitue le support de la barre, est la famille des "orbites x_1 " (Sparke & Sellwood 1987; Pfenniger & Friedli 1991). Il s'agit d'orbites périodiques très excentriques, allongées selon le grand axe de la barre. La précession de ces orbites, à la même vitesse angulaire à tous les rayons, induit la rotation de la barre sans déformation. La rotation de la barre, à une vitesse Ω_B , est donc plus lente que la rotation des étoiles dans la barre, laquelle s'effectue à une vitesse $\Omega(r)$ fonction du rayon. Il en résulte que la résonance de "corotation" (CR), caractérisée par son rayon qui vérifie $\Omega(r_{CR}) = \Omega_B$ se situe non pas dans la barre, mais à son extrémité ou un peu au-delà (Tremaine & Weinberg 1984; Sellwood & Sparke 1988; Elmegreen et al. 1996, 1998; Rautiainen & Salo 1999). On notera l'existence d'une autre résonance, la résonance "interne" de Lindblad (ILR), définie comme le rayon auquel les orbites stellaires précèdent à la vitesse de rotation de la barre², soit $\Omega(r_{ILR}) - \kappa(r_{ILR})/2 = \Omega_B$ (voir Chapitre 1, 1.2.2). Cette ILR n'existe pas toujours. Elle existe dans les galaxies de type précoce. Par contre, elle est généralement absente dans les types tardifs, sauf dans les cas de barres lentes se terminant au voisinage de leur ILR (Combes & Elmegreen 1993; Elmegreen et al. 1998). L'apparition d'une ILR en cours d'évolution, ou son changement de rayon, a des conséquences importantes sur l'évolution des barres, sur lesquelles nous reviendrons en détail.

Observationnellement, les barres sont très abondantes dans l'Univers Local, présentes dans 80% des galaxies (Block et al. 2004). Qu'en était-il il y a plusieurs milliards d'années? Les moyens d'observation récents permettent d'envisager la résolution de la morphologie, donc la détection de barres, à des redshifts de z de 0.5 à 1, soit jusqu'à 8 milliards d'années dans le passé (van den Bergh et al. 1996). Pendant un certain temps, les barres à $z > 0.5$ semblaient plus rares et plus faibles qu'à bas redshift (van den Bergh et al. 2000; Abraham & van den Bergh 2001; van den Bergh 2001; Abraham et al. 1999; Jogee et al. 2003), cela ne semblant pas résulter seulement d'effet de sélection ou de résolution (van den Bergh et al. 2002). Toutefois, la résolution n'est pas le seul problème pour la détection de barres à haut redshift. En effet, les barres de l'Univers Local sont visibles en proche infrarouge ou lumière rouge, elles sont quasiment visibles en lumière bleue ou ultraviolette (Windhorst et al. 2002). Si on observe une galaxie à $z = 0.7$ en bande rouge sur Terre, on détecte le rayonnement qu'elle avait émis en lumière bleue, dans laquelle l'éventuelle barre risque de passer inaperçue. C'est donc uniquement en observant dans les grandes longueurs d'ondes de l'infrarouge proche ou moyen que l'on peut espérer détecter les barres des galaxies à grand redshift. Et, lorsque l'on observe dans ces longueurs d'ondes adaptées, avec une résolution suffisante pour détailler ces galaxies lointaines – car la taille des barres comparée à la résolution des observations explique aussi que les barres lointaines n'aient pas été vues dans un premier temps – on détecte finalement de nombreuses barres, parfois très fortes, à des redshifts proches

²Il y a en fait généralement deux ILR, mais à des rayons proches. Nous n'en considéreront qu'une par la suite, la plus externe des deux.

de 1 (Sheth et al. 2003). Elmegreen et al. (2004) ont réalisé suffisamment d'observations pour conclure à une fraction de barres constante jusqu'à $z \simeq 1$, résultat confirmé par Jogee et al. (2004) au moins pour les plus fortes des barres. Les barres vues à haut redshift auraient même la même longueur que celles de l'Univers Local. Comment expliquer des propriétés statistiques aussi constantes pendant 8 milliards d'années ? Les barres sont-elles des structures robustes, dont les propriétés n'évoluent pas, qui ne se renforcent ni ne s'affaiblissent significativement pendant des milliards d'années ? Ou sont-elles des structures qui évoluent, qui peuvent s'affaiblir et se détruire, mais aussi s'amplifier et se reformer, maintenant en moyenne des propriétés constantes ? L'alimentation des noyaux actifs par les barres selon le processus suggéré par Shlosman et al. (1989) plaide a priori pour le second type d'évolution, décrit en particulier par Combes (2000).

3.1.2 La destruction des barres

Les barres : transitoires ou persistantes ?

Nous avons vu que les barres de galaxies sont aussi fortes et fréquentes à grand redshift ($z \simeq 0.6 - 1$) que dans l'Univers Local. Elles peuvent donc être soit "persistantes", c'est à dire que les barres qui étaient déjà présentes il y a une dizaine de milliards d'années n'ont pas été détruites et ont subsisté jusqu'à aujourd'hui, soit "transitoires", auquel cas elles sont détruites puis reformées une ou plusieurs fois entre $z = 1$ et $z = 0$.

Savoir comment l'évolution s'est faite en réalité entre ces deux possibilités est important non seulement pour la compréhension de la dynamique des ondes barrées, mais aussi en lien avec des questions plus fondamentales : divers phénomènes peuvent être fortement affectés par la formation ou la présence de barres, par exemple la possibilité d'alimenter de façon récurrente les AGNs via des barres successives, la croissance du bulbe, la redistribution de moment angulaire entre le disque et le halo à chaque formation de barre, et même l'histoire de la formation stellaire.

D'un point de vue théorique, il s'agit donc essentiellement de savoir si les barres sont détruites ou non (en moins d'un temps de Hubble). Si elles sont détruites, cela impliquera qu'il doit y avoir reformation à un taux comparable, par un mécanisme qu'il faudra alors trouver.

Dans les années 1990, avec l'arrivée de résolutions raisonnables pour résoudre la dynamique des barres (de l'ordre de la centaine de parsecs) dans des simulations auto-cohérentes incluant la dynamique du gaz, il a souvent été affirmé que les barres se détruisent par le processus suivant :

1. le gaz se concentre dans des chocs à l'avant de la barre par rapport à son sens de rotation (e.g. Athanassoula 1992)
2. les couples gravitationnels que la barre exerce sur le gaz lui font perdre du moment angulaire et le gaz alimente une "concentration centrale de masse" (CMC)
3. la croissance du CMC rend les orbites chaotiques et dissout la structure de la barre (Hasan & Norman 1990; Pfenniger & Norman 1990)

Divers travaux, notamment ceux de Friedli & Benz (1993); Berentzen et al. (1998); Hozumi & Hernquist (2005), montrent que la barre est détruite avec des CMCs dont la masse est de 0.5 à 2 % de la masse du disque. Dans une galaxie spirale "normale" contenant 5 à 10 % de gaz, la barre alimente des CMCs répondant à ce critère, et donc s'autodétruit sur une échelle de temps de moins de 5 milliards d'années.

Ces résultats ont récemment été remis en cause de deux façons :

- Shen & Sellwood (2004) montrent que les barres sont plus robustes vis-à-vis des CMC que les simulations précédentes ne l'indiquaient, en raison d'un manque de résolution. Ces auteurs n'utilisent toutefois pas un code auto-cohérent, mais un modèle purement stellaire où une CMC artificielle est ajoutée : ils peuvent donc affirmer que l'effet d'un CMC "typique" ne suffit pas à détruire la barre, mais pas que la barre ne s'auto-détruit pas pour autant par d'autres processus.
- Regan & Teuben (2004) ont émis l'hypothèse que la modélisation du milieu interstellaire pourrait être trop visqueuse. Cela induirait des couples supplémentaires, accélérant ainsi la croissance de la CMC, et réduisant artificiellement la durée de vie des barres.

Nous avons donc mené une nouvelle étude de l'évolution et de la durée de vie des barres, à l'aide de simulations disposant de la résolution spatio-temporelle nécessaire à une étude fiable suggérée par Shen & Sellwood (2004), mais avec un code auto-cohérent incluant la réponse complète du milieu interstellaire à la présence de la barre stellaire. Dans ces simulations (voir Article A), la barre se détruit, pour des galaxies spirales ayant des rapports bulbe/disque typiques des Sa à Sd et contenant 5 à 10% de gaz. Nous avons pris soin de confronter nos résultats aux deux arguments opposés :

- Les couples visqueux sont négligeables, et ce sont bien les seuls couples gravitationnels qui font tomber le gaz vers les régions centrales du disque. Ces couples sont d'ailleurs de même intensité que ceux que

nous avons estimés dans un échantillon de galaxies observées : le gaz qui est le long de la barre perd environ 10% de son moment angulaire en une rotation. Les couples visqueux et gravitationnels sont donc réalistes dans nos simulations, le critère de validité (faible viscosité) suggéré par Regan & Teuben (2004) est vérifié.

- Si nous limitons notre modèle à l'effet de la CMC sur le disque stellaire uniquement, nous retrouvons les résultats de Shen & Sellwood (2004) : la croissance de la CMC peut affaiblir la barre significativement mais ne suffit pas à la dissoudre complètement.

La destruction des barres vue dans nos modèles n'est donc pas un artefact numérique, mais l'interprétation habituelle qu'elle résulte de la croissance d'une CMC doit être corrigée. Nous avons en effet montré que la CMC joue seulement un rôle partiel – mais non nul – dans la destruction de la barre. Un autre phénomène affaiblit encore plus la barre. Avant qu'il tombe dans la CMC centrale, le gaz se concentre dans deux "bras spiraux" situés à l'avant de la barre³. Ce décalage entre gaz et étoiles de la barre est bien connu observationnellement (e.g. de Vaucouleurs & de Vaucouleurs 1963) autant que numériquement (Athanassoula 1992). Nous avons vérifié que l'amplitude de ce décalage, typiquement quelques degrés, est reproduite correctement dans nos simulations. Il en résulte que le gaz perd 10% de son moment angulaire en une rotation, avec les conséquences que nous avons déjà vues. Mais simultanément, les étoiles qui sont dans la barre gagnent du moment angulaire, environ 1% en une rotation. Cela affaiblit la barre, qui est une onde de moment négatif : en une dizaine de rotations, le gain relatif de moment angulaire par les étoiles est donc d'environ 10%, ce qui compense le moment de l'onde barrée (le moment angulaire d'une barre est négatif, de l'ordre de -10% du moment initial du disque stellaire). Ce processus, justifié plus en détail dans l'Article A, contribue à affaiblir la barre, et agit même plus tôt et plus fortement que la croissance de la CMC. Cette interprétation explique que les barres ne soit pas détruites dans les modèles partiels de Shen & Sellwood (2004). Quant au transfert de moment angulaire vers le halo de matière noire, qui serait susceptible de ré-amplifier la barre, il se fait trop lentement, et n'agit que sur des échelles de dix milliards d'années : nos simulations montrent que sous l'effet de la croissance des CMCs et des couples de gravité avec le gaz, les barres de galaxies sont détruites en 2–3 milliards d'années dans des galaxies spirales typiques.

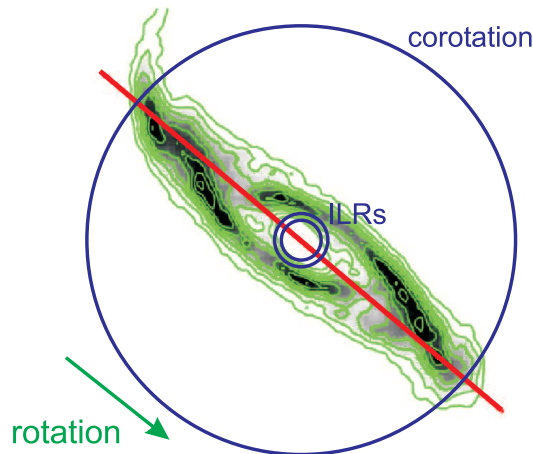


FIG. 3.2 – Réponse du gaz au potentiel d'une barre stellaire dont le grand axe est indiqué (ligne pleine) dans une simulation hydrodynamique. Le gaz se concentre dans une paire d'ondes de chocs, situés à l'avant de la barre par rapport au sens de rotation. Les rayons de corotation et de résonance interne sont identifiés. Cette réponse du gaz au potentiel de la barre stellaire est déterminante pour l'évolution ultérieure de la barre.

Il ne serait pas aisé de trouver des indices observationnels de la survie des barres simplement en comparant les barres vues à $z = 0$ et celles vue à $z \sim 1$: rappelons qu'on sait à peine détecter les barres à grand redshift . . . Résoudre précisément leur propriétés internes ne peut être entrepris que dans l'Univers Local. On peut par contre songer à trouver des preuves observationnelles de la destruction des barres dans les galaxies proches. Trois arguments existent dans cette direction :

1. la destruction des barres doit être en partie liée aux concentrations centrales de masse, une anti-corrélation entre force de barre et concentration de la masse est donc attendue : les observations de Das et al. (2003) tendent à confirmer cette prédiction.

³Il s'agit en fait de chocs plutôt que de bras spiraux au sens ondes de densité

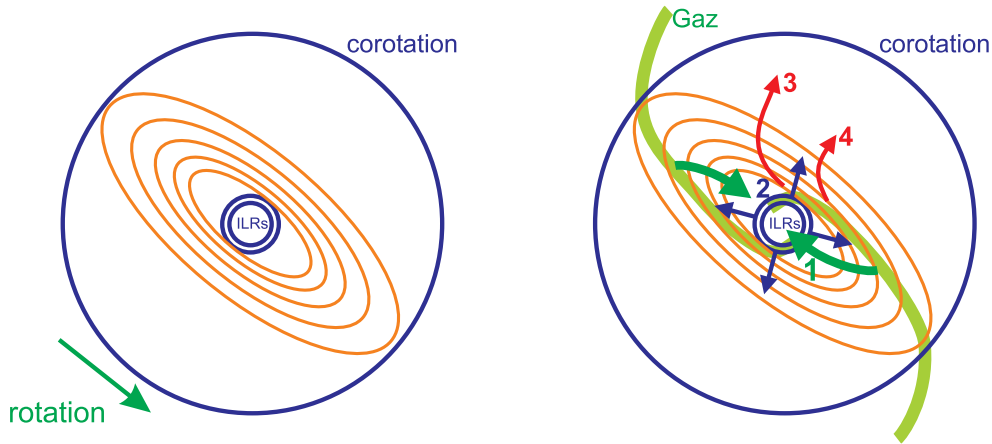


FIG. 3.3 – A gauche : structure orbitale des étoiles dans une barre, simplifiée et limitée aux orbites de la famille x_1 entre la corotation et l'éventuelle ILR. A droite : processus de destruction de la barre par croissance de la concentration de masse centrale (CMC). (1) Le gaz déphasé vers l'avant de la barre perd du moment angulaire et tombe vers les régions centrales. (2) La croissance de la CMC augmente le rayon de l'ILR, ou la crée si elle n'existait pas. (3) Cette croissance de l'ILR englobe les orbites x_1 les plus internes ; elles deviennent chaotiques et quittent la barre. (4) La redistribution de masse qui en résulte perturbe les orbites plus externes voire les rend à leur tour chaotiques et la barre continue à s'affaiblir.

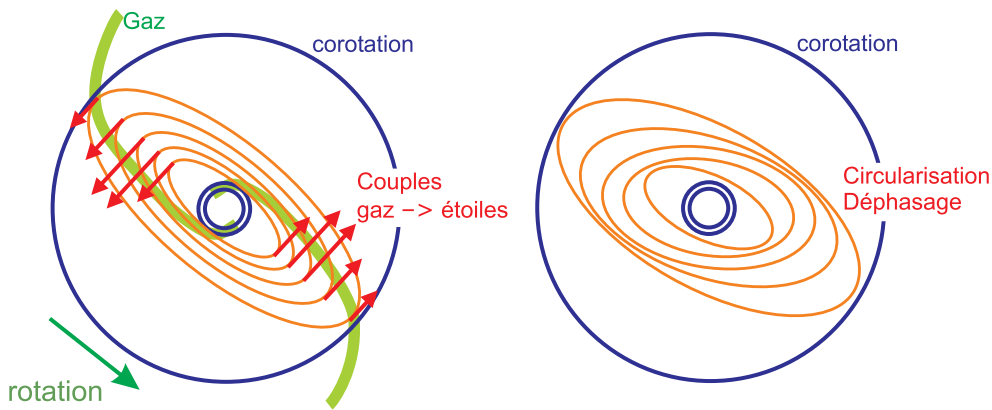


FIG. 3.4 – Second mécanisme de dissolution des barres : le gaz déphasé vers l'avant donne du moment angulaire aux étoiles. Pour les étoiles, le gain de moment angulaire est maximal autour de l'apocentre des orbites stellaires, ce qui induit une circularisation. De plus, l'amplitude des couples dépend du rayon, ce qui déphase les orbites. Des deux effets affaiblissent la barre, et ce mécanisme est finalement responsable de la destruction des barres à un degré au moins aussi important que la croissance de la CMC.

2. les barres épaississent le disque par les résonances verticales, si bien que l'âge d'une barre peut être approximativement relié à l'épaisseur du disque. Gadotti & de Souza (2005) trouvent ainsi que certaines barres sont "jeunes", i.e. âgées de moins de 5 milliards d'années, donc n'ayant pas survécu un temps de Hubble complet. La faiblesse de cet argument est que l'épaississement du disque se produit principalement pendant les tout premiers milliards d'années de l'évolution de la barre, et que si l'on peut facilement distinguer des barres âgées de 1 et de 4 milliards d'années (sous réserve de les voir par la tranche), il est beaucoup plus délicat de savoir si une barre est âgée de 4 ou de 10 milliards d'années, ce qui serait plus discriminant par rapport aux scénarios d'évolution des barres.
3. les galaxies à anneaux, notamment lorsque plusieurs anneaux sont observés à des rayons particuliers correspondant aux possibles résonances ILR, 4:1 et OLR d'une ancienne barre (Buta & Combes 1996). L'association de telles familles d'anneaux à une distorsion ovale centrale, signature possible d'une ancienne barre détruite, renforce cette interprétation dans un certain nombre de systèmes (Fig. 3.5). La forte dispersion de vitesses dans la distorsion ovale, retombant rapidement autour de l'ancienne résonance 4:1, est une signature typique de la destruction des barres et de la formation simultanée d'un bulbe massif.

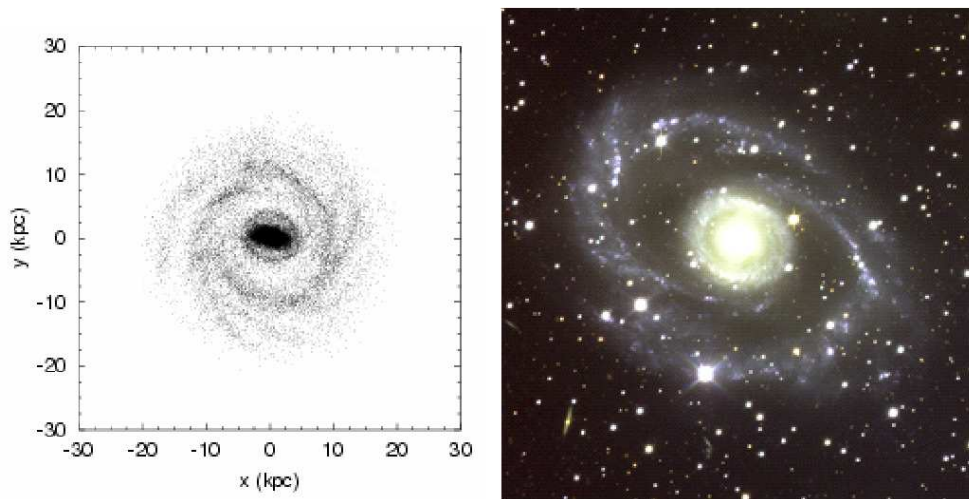


FIG. 3.5 – Galaxies à distorsion ovale centrale (à gauche une simulation, à droite la galaxie ESO 259-57 observée au VLT). La distorsion ovale est entourée de deux anneaux (et même un troisième près du centre, invisible sur les images) dont les rayons sont résonants entre eux. Ils sont la trace d’une barre détruite récemment.

3.1.3 Le problème de la reformation des barres

Nous avons vu que les barres étaient présentes en abondance il y a une dizaine de milliards d’années, et qu’elles le sont toujours aujourd’hui. Or, leur durée de vie est courte (inférieure à 5 Gans), comme nous venons de le montrer en détail. En fonction de la masse des halos de matière noire contenue dans les kiloparsecs centraux et de la fraction de gaz dans les disques, certaines barres actuelles peuvent être persistantes (voir la discussion en partie 3.1.6). Mais les barres à redshift $z \simeq 1$ devaient au contraire être encore plus fragiles et transitoires. Pour maintenir la fraction de barres constante, il est donc nécessaire qu’elles aient été reformées.

Une première hypothèse est que les interactions et/ou fusions de galaxies aient pu reformer les barres. En effet, la présence d’une galaxie compagne induit un champ de marée comportant une importante composante $m = 2$ qui peut amplifier une onde barrée à condition d’être en résonance avec sa possible vitesse de rotation, ce qui correspond typiquement aux compagnons en orbite directe. Des travaux numériques ont étudié l’effet des interactions sur les barres : une étude paramétrique complète a été réalisée par Gerin et al. (1990). Il ne s’agissait alors pas d’étudier les effets d’une interaction après la destruction d’une première barre, mais plutôt de comprendre les effets sur une barre existante ou en cours de formation, ce qui n’est pas exactement le même problème. Ces travaux ont montré qu’une interaction avec un compagne sur une orbite directe, résonante avec la barre, renforce la barre et/ou accélère sa formation si l’interaction a lieu dans les phases précoces. Inversement, l’interaction avec un compagne sur une orbite rétrograde, ou directe mais déphasée, affaiblit la barre ou ralentit sa formation. Si on ajoute le rôle du gaz dans les interactions, les couples gravitationnels du compagne peuvent alimenter une CMC, ce qui résulte en un facteur d’affaiblissement de la barre. Finalement, les interactions de galaxies peuvent conduire à l’amplification ou à l’affaiblissement de la barre (voire formation/destruction de barre pour les cas les plus forts), en fonction essentiellement d’un paramètre : le sens de rotation du compagne. On peut donc d’attendre à une probabilité égale pour chacun des deux phénomènes : formation dans un sens, mais destruction dans l’autre sens. Or, Elmegreen (2004) a montré que, compte tenu de la fraction de barres observées, des processus de formation et destruction ayant des fréquences égales, même faibles, devraient conduire à une légère augmentation du nombre de barres vers les grands redshifts. En effet, puisque la majorité des galaxies sont barrées, la destruction d’une barre existante devrait se produire plus souvent que la formation d’une barre dans un disque non barré, conduisant à une diminution avec le temps de la fraction de galaxies barrées. Il s’agit donc d’un premier problème pour l’hypothèse que les interactions de galaxies pourraient avoir reformé les barres.

De plus, si les barres sont reformées par les interactions, comme elles ont une durée de vie courte, on devrait trouver les barres les plus fortes dans les systèmes en interactions et dans les groupes, et plus rarement dans les disques isolés. Or, van den Bergh (2002) a montré qu’aucun effet d’environnement n’affecte la présence de barres dans les galaxies – bien que les effets d’environnement restent difficiles à discerner sur la présence des barres.

Enfin, le mécanisme même de reformation des barres par les interactions n’est pas efficace. Alors que les

interactions peuvent amplifier une barre existante ou en cours de formation, elles n'ont pas d'effet sur les disques où une barre précédente a été détruite par l'évolution séculaire interne. Ce résultat a été établi par Berentzen et al. (2004) dont les travaux montrent que même la faible distorsion ovale résiduelle que l'on observe souvent après dissolution d'une première barre ne peut être ré-amplifiée en une nouvelle barre par l'interaction avec une autre galaxie. Les kiloparsecs centraux issus de la dissolution d'une première barre sont trop stables, ils peuvent subir une déformation $m = 2$ pendant une interaction avec un compagnon, mais cette déformation ne s'amplifiera pas en une nouvelle barre persistant au-delà de l'interaction : la masse sphéroïdale centrale et la dispersion de vitesses des étoiles au centre du disque sont trop élevées.

Ce ne sont donc pas les interactions de galaxies qui peuvent expliquer que la plupart des galaxies soient barrées aujourd'hui, alors qu'elles l'étaient déjà il y a ~ 10 milliards d'années et que ces barres primordiales ont été détruites. Un autre processus a dû reformer les barres de galaxies.

3.1.4 Reformation des barres par accréation de gaz

Après qu'une barre ait été détruite, le disque galactique dans les kiloparsecs centraux est particulièrement stable. La dispersion des vitesses des étoiles croît le plus souvent d'au moins 50% à l'intérieur de la corotation en un cycle de formation/destruction d'une barre. Dans le même temps, la masse du bulbe et du noyau augmente aux dépens du disque. La CMC alimente le noyau, et la barre peut aussi alimenter le bulbe via des résonances verticales (Pfenniger 1985; Pfenniger & Norman 1990; Wyse 2004; Martinez-Valpuesta et al. 2006). Ces différents effets rendent le disque stable : le paramètre Q de Toomre (1964) mesuré dans l'ancienne corotation après dissolution de la barre est le plus souvent compris entre 2 et 2.5, pour des disques qui avaient initialement un paramètre $Q = 1.5$. Un tel disque ne reforme pas de barre spontanément, et même une perturbation $m = 2$ imposée par l'extérieur ne s'amplifie pas en onde barrée.

Pour reformer une barre, il faut donc rendre à nouveau le disque instable, ce qui nécessite de réduire la dispersion de vitesses moyenne des étoiles et/ou diminuer le rapport de masse bulbe/disque. Le second critère nécessite d'augmenter la masse du disque. Le premier critère ne peut pas non plus être satisfait sans apport de masse externe : les galaxies spirales contiennent rarement plus de 10–20% de leur masse sous forme de gaz, ce qui est insuffisant pour former in-situ une population stellaire diminuant la dispersion de vitesse moyenne du disque. De plus, la barre précédente a concentré le gaz dans les régions nucléaires et dans des anneaux à plusieurs kpc de rayon, donc les nouvelles étoiles ne se formeraient pas dans l'ensemble des quelques kpc centraux où elles seraient nécessaires pour former une nouvelle barre.

Accroître la masse du disque est donc une nécessité pour qu'une barre se reforme. Seul le gaz interstellaire, dissipatif, a la capacité de former ou d'alimenter un disque fin. Le disque doit donc être alimenté en gaz, et non directement en étoiles, depuis l'extérieur, c'est-à-dire depuis le milieu intergalactique. Une fois accrété dans le disque, ce gaz peut former des étoiles. L'apport de gaz au disque réduit le rôle stabilisateur du bulbe et de la CMC, en réduisant leur masse relative, et la formation de nouvelles populations d'étoiles diminue les dispersions de vitesse, élevées après la destruction de la première barre. Si la quantité de gaz accrété est suffisante, une nouvelle barre devrait donc pouvoir se former.

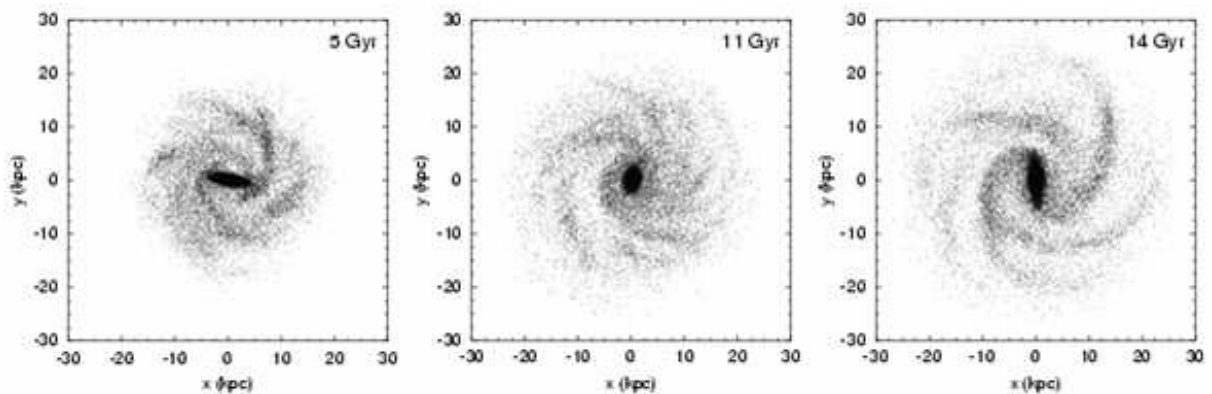


FIG. 3.6 – Destruction et reformation d'une barre dans une simulation numérique.

Nous avons vérifié la validité de ce processus dans nos simulations (Bournaud & Combes 2002, Article B). Un exemple de reformation d'une barre par accréation de gaz est montré sur la Fig. 3.6. L'accréation de gaz permet de reformer efficacement les barres, à des taux d'accréation de quelques masses solaires à une dizaine

de masses solaires par an. En même temps que les barres sont reformées, leur vitesse de rotation augmente, ce qui peut compenser l'effet de freinage par friction sur le halo pendant chaque épisode barré (Debattista & Sellwood 2000) et permet d'obtenir au bout d'un temps de Hubble des barres globalement semblables aux barres observées aujourd'hui. L'accrétion n'atteint le centre du disque qu'entre les épisodes barrés; pendant qu'une barre existe, elle est bloquée dans les régions externes par les couples de celle-ci. Toutes les populations stellaires, celle de la première barre et celle formée par le gaz accrété ensuite, participent à la structure des barres suivantes, à l'exception de celles qui ont alimenté le bulbe par le biais des résonances verticales. En effet, chaque épisode barré peut alimenter le bulbe (et le noyau); mais comme le disque ré-accrète de la masse, le rapport bulbe/disque ne croît pas nécessairement. Chaque épisode barré correspond à une augmentation du bulbe et une évolution séculaire vers les types précoces, mais l'accrétion dans le disque interne entre les épisodes barrés permet de revenir vers les types tardifs en régulant le rapport bulbe/disque et les dispersions de vitesse stellaires dans le disque.

Notons toutefois que la barre peut ne pas se détruire totalement avant d'être reformée. Elle peut aussi être "maintenue" avec une amplitude fluctuante (voir par exemple la Fig. 4 dans l'Article B), car selon les hypothèses faites sur l'alimentation du disque en gaz, l'accrétion peut atteindre les régions internes avant la destruction complète de la première barre. La différence est minime, et ne change pas le principe que l'accrétion de matière doit s'opposer à la destruction des barres afin de maintenir la fraction de barres constante observée. Nous ne ferons donc pas de distinction entre ces deux cas⁴ par la suite.

3.1.5 Un scénario compatible avec les observations ...

L'accrétion de gaz permet de reformer les barres, mais ce scénario est-il statistiquement en accord avec les observations? C'est ce que nous avons étudié dans l'Article C. La distribution des couples gravitationnels des barres (ou "force de barre" définie par Combes & Sanders (1981)) est étudiée grâce à l'analyse d'images proche infrarouge d'un échantillon de galaxies de l'Univers Proche (OSUBGS, Eskridge et al. 2002). Nous montrons que le processus de reformation récurrente des barres par accrétion de gaz permet d'expliquer fidèlement la distribution observée, ce qui n'est pas le cas dans les modèles sans accrétion de gaz extérieur à la galaxie. Cette étude permet aussi de contraindre plus précisément le taux d'accrétion de gaz nécessaire pour expliquer les barres observées aujourd'hui : les galaxies spirales ont dû doubler leur masse par accrétion en 8 à 12 milliards d'années.

3.1.6 ... mais quelques incertitudes

Les incertitudes sur le processus de destruction/reformation des barres portent principalement sur la phase de destruction. Certains auteurs trouvent des barres qui survivent plus de 10 milliards d'années dans leurs simulations (en particulier Debattista 2006; Curir et al. 2006; Berentzen et al. 2006; Martinez-Valpuesta et al. 2006). Une possibilité peut venir d'une mauvaise reproduction des couples entre gaz et étoiles dans leurs modèles, mais l'explication semble plutôt liée aux hypothèses différentes sur le halo de matière noire. Nous adoptons une distribution de matière noire à cœur plat et proche du "maximum-disk" suggéré par plusieurs arguments (voire Chapitre 1). Les auteurs pré-cités utilisent des halos plus massifs et concentrés, souvent même à cusp central selon le profil de Navarro et al. (1997), se basant plutôt sur les prédictions des simulations cosmologiques. Un halo plus massif dans les kiloparsecs centraux (la région de la barre) peut augmenter sa durée de vie

- en diluant les couples exercés par le gaz dans le potentiel axisymétrique du halo
- en prélevant du moment angulaire à la barre par friction, ce qui la renforce (Athanassoula 2002)

Les simulations de Curir et al. (2006) montrent d'ailleurs bien que les barres sont plus fragiles pour des rapports de masse disque/halo élevés.

Savoir précisément quelles barres sont détruites et quelles barres sont robustes se ramène donc à un débat sur le profil des halos de matière noire dans lequel nous n'entrerons pas ici. Si l'on adopte le profil cosmologique de Navarro et al. (1996), les barres des galaxies qui contiennent moins de 5–10% de gaz peuvent persister. Mais les barres avec plus de 10% de gaz, telles qu'on s'y attend il y a quelques milliards d'années, doivent être transitoires quelle que soit l'hypothèse sur la matière noire. De plus, le temps dynamique plus court des disques à haut redshift (Elmegreen et al. 2004) fait que la destruction des barres devait être encore plus intense et plus rapide par le passé, comme expliqué par Elmegreen (2005).

Dire que les barres actuelles vont se détruire dépend des galaxies (certaines n'ont plus de gaz) et du profil de matière noire. Dire qu'elles se reformeront ensuite est encore plus hypothétique, l'accrétion de matière par

⁴L'Article B discute dans quels cas les barres sont totalement détruites/reformées, ou plutôt maintenues, cela dépendant à la fois de la façon dont le gaz est accrété et des paramètres physique interne des galaxies

les galaxies spirales étant beaucoup moins forte qu'il y a quelques milliards d'années d'après les prédictions des modèles cosmologiques (e.g., Semelin & Combes 2005). A l'inverse, il fait peu de doute que les barres observées dans des galaxies à $z \simeq 1$ n'ont pas pu survivre jusqu'à aujourd'hui, et que leur présence aujourd'hui est le résultat de l'accrétion de grandes quantités de gaz entre $z = 1$ et $z = 0$. Il reste toutefois le cas des barres des galaxies de type tardifs, qui peuvent être des rotateurs lents et n'ont pas été souvent modélisées (voir toutefois Combes & Elmegreen 1993). Ces barres ont parfois leur ILR à leur extrémité (et non leur CR) et les mécanismes de destruction de la barre peuvent devenir inefficaces car la réponse du gaz n'est plus la même. Les barres lentes semblent toutefois être des cas rares, et ne doivent pas constituer l'essentiel des barres à tout redshift, notamment car elles sont courtes, donc ce ne sont pas elles que l'on détecte dans les galaxies lointaines.

3.2 Les galaxies "lopsided"

3.2.1 Les "lopsidedness"

Les galaxies "lopsided", littéralement "déséquilibrées", présentent un important mode $m = 1$ dans la distribution de masse de leur disque, c'est à dire une asymétrie présentant un unique maximum si l'on parcourt un tour de disque (alors qu'une barre présente deux maximums diamétralement opposés, donc est un mode $m = 2$). Visuellement, cela se manifeste comme un coté du disque plus étendu ou plus lumineux/massif que l'autre coté, comme illustré sur la Fig. 3.7.

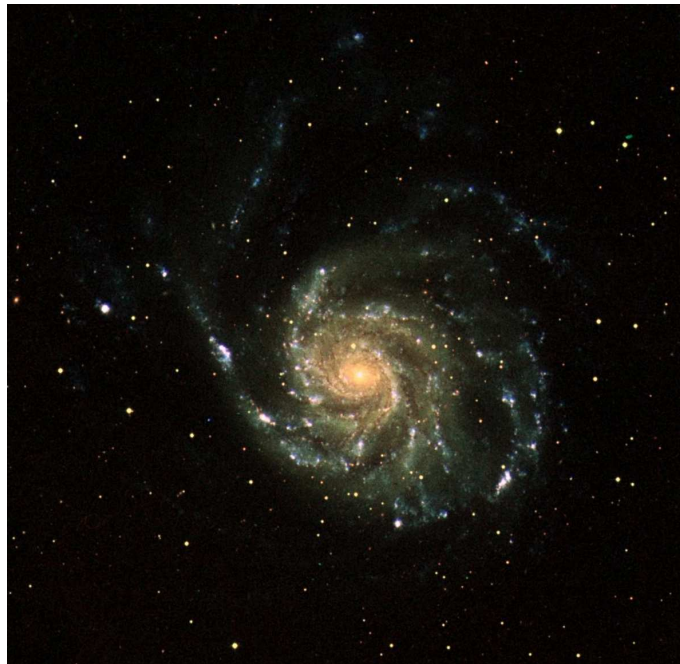


FIG. 3.7 – La galaxie M 101 vue en ultra-violet par GALEX. Elle présente une forte asymétrie $m = 1$ ou "lopsidedness", avec un coté du disque plus étendu et plus lumineux que l'autre.

Ce sont Baldwin et al. (1980) qui ont attiré l'attention sur l'importance de ces systèmes, et la fréquence élevée de ce type d'asymétries. On sait que l'asymétrie peut subsister un temps significatif dans les disques (voir Jog 1999), mais le mécanisme qui déclenche initialement cette asymétrie n'est pas clairement établi. Les interactions de galaxies sont bien sûr évoquées, mais il n'y a pas de preuve que les galaxies "lopsided" aient subi récemment des interactions (e.g. Wilcots & Prescott 2004), ce qui impliquerait une très longue durée de vie de l'asymétrie.

Nous nous intéressons ici, de façon statistique, aux propriétés des modes $m = 1$ dans les galaxies de l'Univers Local, puis chercherons à expliquer leur origine par la modélisation de plusieurs scénarios : les galaxies spirales "lopsided" souvent isolées le sont-elles spontanément, sous l'effet d'interactions/fusions qui se sont produites dans le passé, ou d'un autre type d'influence de l'environnement ?

3.2.2 Propriétés observationnelles

Les modes $m = 1$ peuvent être observés à la fois dans les composantes gazeuse et stellaire des galaxies spirales. Quantifier les asymétries dans la composante gazeuse est toutefois problématique. En HII et CO, l'émission est souvent très irrégulière, limitée aux régions de formation d'étoiles, qui ne permettent généralement pas d'échantillonner correctement la distribution à l'échelle du disque. De plus, cette émission n'est pas un bon traceur du potentiel galactique qui sous-tend l'asymétrie, et n'offre pas non plus l'avantage de s'étendre à de grands rayons. Le gaz HI présente lui l'avantage de tracer le potentiel de la galaxie jusqu'à de grands rayons. L'asymétrie est alors quantifiable sur des cartes interférométriques, mais de telles cartes sont rares car elles demandent des temps d'observations très longs. L'asymétrie HI est plus souvent mesurée sur le profil global de la raie HI intégrée sur toute la galaxie. C'est ainsi qu'ont procédé Richter & Sancisi (1994) et Matthews et al. (1998) sur de grands échantillons statistiques contenant jusqu'à 1700 galaxies. L'inconvénient de cette méthode est qu'elle se limite à une simple comparaison des masses contenues dans les régions "approaching" et "receding" des galaxies, i.e. dans deux moitiés séparées par l'axe de rotation, et non par l'axe d'asymétrie. Si l'axe d'asymétrie correspond au grand axe de l'image projetée, l'asymétrie est détectée dans le profil de raie HI. Si l'axe d'asymétrie correspond au petit axe projeté, le profil de raie HI ne la montre pas. Une grande partie des asymétries passe donc inaperçue dans cette méthode, ce qui empêche toute étude statistique et toute comparaison détaillée aux observations. Enfin, comparer les observations de la composante HI aux simulations incluant le gaz dans son ensemble ne serait pas aisé. Notons toutefois que les études HI ont permis à Matthews et al. (1998) de montrer que les modes $m = 1$ sont plus fréquents dans les types tardifs, et à Wilcots & Prescott (2004) de montrer que les compagnons n'ont pas d'impact sur la présence d'asymétries, mais dans une étude limitée aux spirales magellaniques.

Un meilleur traceur de la morphologie du disque et du potentiel associé est la luminosité du disque stellaire, à condition de l'observer dans le proche infrarouge. Si ces observations sont limitées en sensibilité (donc en rayon), elles offrent une résolution suffisante pour mesurer précisément les asymétries. Comme nous l'avons fait pour les barres, nous avons donc utilisé le catalogue d'observations OSUBGS (Eskridge et al. 2002), ce qui nous a permis d'étudier statistiquement les modes $m = 1$ de 149 galaxies spirales, après élimination des galaxies pour lesquelles une mesure fiable n'était pas possible, en particulier les disques trop inclinés. L'asymétrie a été mesurée à la fois dans la densité stellaire et dans le potentiel gravitationnel associé. Nous avons principalement utilisé les mesures en densité pour comparer le résultat avec le type de Hubble ou l'environnement, car la densité, contrairement au potentiel, n'est pas contaminée par la composante axisymétrique du bulbe.

L'analyse des asymétries (Article D) sur notre échantillon de 149 galaxies nous a conduit aux conclusions suivantes :

- Deux tiers des galaxies ont des asymétries suffisamment fortes pour ne pouvoir s'expliquer que par des perturbations extérieures.
- Les lopsidedness sont plus forts et plus fréquents dans les types tardifs.
- La force des asymétries $m = 1$ est corrélée à la présence de barres et de bras $m = 2$. Nous avons vérifié que ce n'est pas une corrélation induite par une dépendance simultanée des modes $m = 1$ et $m = 2$ envers le type de Hubble, mais bien d'une corrélation directe entre les modes $m = 1$ et 2 au sein de galaxies identiques, qui doit donc avoir un lien avec l'origine de ces asymétries.
- La présence d'asymétries fortes n'est pas corrélée à la présence de compagnons en interaction. Les cas de galaxies totalement isolées, sans signe d'interaction récente, mais fortement asymétriques, sont fréquents.

Nos modèles numériques d'évolution de galaxies isolées et en interaction ont été utilisés pour interpréter ces résultats observationnels. L'analyse quantitative des asymétries $m = 1$ dans les simulations a été conduite de la même façon que pour les observations.

3.2.3 Le rôle limité des interactions

Nous avons étudié deux types d'interactions de galaxies :

- des interactions à distance, sans fusion, auquel cas la galaxie compagnon (perturbatrice) peut être de masse comparable à la galaxie cible – c'est même une nécessité si l'on veut expliquer les cas les plus asymétriques, avec des contrastes de densité entre les deux côtés du disque de 20% ou plus dans le mode $m = 1$
- des fusions de galaxies, dans ce cas le compagnon qui vient fusionner avec la galaxie considérée ne doit pas être trop massif. Un rapport de masse de 10:1 (i.e. la masse visible du compagnon est 10% de la masse visible de la galaxie principale) permet de conserver le disque spiral, tout en provoquant de fortes asymétries. Les compagnons plus massifs, tels que 7:1, tendent à transformer le système en galaxie

lenticulaire (voir Chapitre 4.2) et sont donc à la limite du cadre de notre étude, les fusions majeures 3:1 à 1:1 en sont totalement exclues puisqu'elles forment des elliptiques (voir Chapitre 4.2), alors que nous avons étudié les modes $m = 1$ des galaxies spirales. A l'opposé, nos simulations montrent que des compagnons moins massifs que 20:1 ne provoquent que des asymétries relativement faibles. Dans le cas d'interaction avec fusion, 10:1 apparaît donc comme le rapport de masse privilégié pour provoquer de fortes asymétries sans détruire la nature de disque spiral des galaxies.

Les deux types d'interactions (avec ou sans fusion) conduisent au développement de fortes asymétries $m = 1$ avec des amplitudes maximales de 20% voire plus. L'asymétrie persiste-t-elle assez longtemps pour être toujours observée lorsque le système apparaît à nouveau isolé (s'il n'y a pas eu fusion) ou relaxé, sans signe d'une fusion récente (s'il y a eu fusion)? Les modes $m = 1$ sont a priori persistants (e.g. Jog 1997), et doivent demeurer visibles pendant quelques milliards d'années. Nos simulations montrent toutefois qu'il convient de distinguer deux composantes $m = 1$ dans le potentiel :

- une composante sous-tendue par le potentiel du disque perturbé lui-même
- une composante associée au potentiel du compagnon distant ou en train de fusionner

La première composante persiste quelques milliards d'années. Mais la seconde disparaît dès que le compagnon s'éloigne (cas sans fusion) ou est azimuthalement mélangé dans le disque (cas avec fusion), donc en quelques centaines de millions d'années. Lorsque l'on retrouve une galaxie isolée, seule la première composante de l'asymétrie est toujours présente, si bien que l'amplitude dans le mode $m = 1$ a fortement décru par rapport à ce qu'elle était pendant l'interaction/fusion : typiquement elle n'est plus que de 10% au lieu de 20–25%.

On s'attendrait donc à l'absence d'asymétries fortes (plus de 10%) dans les spirales isolées, et à une corrélation entre les plus forts modes $m = 1$ et la présence d'un compagnon proche ou de signes d'une fusion récente. Les observations montrent le contraire.

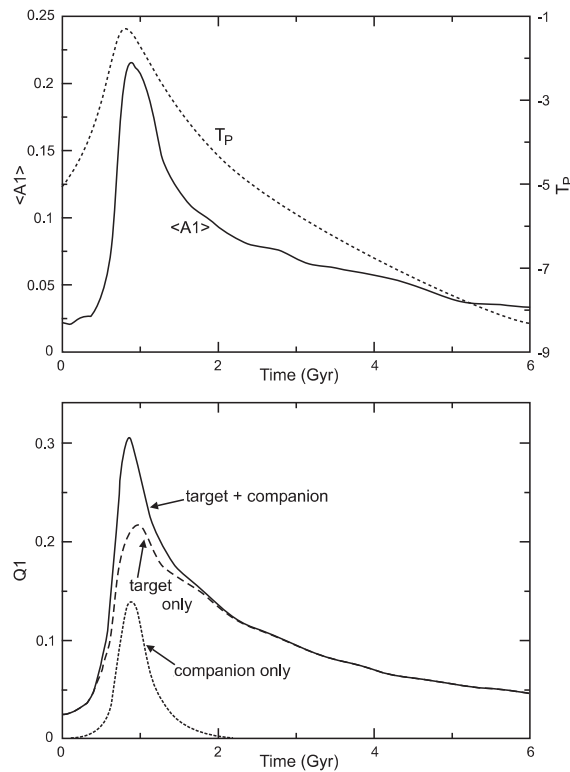


FIG. 3.8 – Déclenchement d'une asymétrie $m = 1$ lors d'une interaction à distance avec une galaxie compagnon de même masse. En haut : l'amplitude $A1$ de l'asymétrie est corrélée au paramètre d'interaction T_P (équivalent à la proximité du compagnon). En bas : décomposition de l'asymétrie mesurée dans le potentiel. La partie supportée par le potentiel interne de la galaxie cible persiste quelques milliards d'années, mais la partie liée au potentiel de la galaxie compagnon est transitoire (elle disparaît quand le compagnon s'éloigne), ce qui explique la corrélation finale entre amplitude de l'asymétrie et proximité du compagnon.

De plus, d'autres difficultés s'opposent à ces scénarios. En effet, les interactions et fusions amplifient plus efficacement les modes $m = 1$ si l'orbite du compagnon perturbateur est rétrograde. A l'inverse, les bras

spiraux et barres sont plus amplifiés sur des orbites directes. Ce résultat des simulations s'explique facilement : la vitesse de précession dans le mode m vaut $\Omega - \kappa/m$ où κ est la fréquence épicyclique, et pour la courbe de rotation $\Omega(r)$ d'un disque spiral, cette vitesse de précession des modes est positive pour $m = 2$ et négative pour $m = 1$. L'excitation résonante d'un mode s'obtient donc sur une corotation avec le disque pour $m = 2$, mais sur une contre-rotation pour $m = 1$. Ceci explique que les modèles prédisent une anti-corrélation entre les modes $m = 2$ et $m = 1$. C'est le contraire qui est observé.

Enfin, la fusion d'un compagnon 10:1 fait fortement évoluer la galaxie vers les types précoces (voir chapitre 4.2) et il en est de même, dans une moindre mesure, des interactions distantes avec des compagnons massifs. Le déclenchement d'une asymétrie $m = 1$ par ces processus s'accompagne donc d'une évolution simultanée vers les types précoces. La prédominance observée des lopsidedness dans les disques de type tardif s'oppose à cette prédiction des scénarios d'interaction/fusion.

Ainsi, les trois propriétés fondamentales que nous avons établies statistiquement sur la base des observations, s'opposent chacune à l'hypothèse selon laquelle les asymétries $m = 1$ sont dues aux interactions de galaxies (avec ou sans fusion). Cela ne veut pas dire que les lopsidedness ne résultent jamais de ces processus : nos simulations le montrent bien, on peut avoir de fortes asymétries liées à des interactions/fusions, avec des amplitudes encore significatives 3 ou 4 milliards d'années plus tard. Mais pour expliquer les propriétés statistiques observées, il est nécessaire qu'une grande partie des asymétries $m = 1$ soient dues à un mécanisme autre que les interactions/fusions de galaxies. Ce mécanisme doit permettre de rétablir la corrélation avec les modes $m = 2$, avec les types tardifs, et l'existence de fortes asymétries dans des disques très isolés.

3.2.4 Une nouvelle preuve de l'accrétion de gaz

Des modes $m = 1$ d'amplitude significative peuvent naître spontanément dans les disques (par exemple Masset & Tagger 1997). Toutefois ces ondes ont une amplitude maximale dans les régions centrales, dans les types précoces, et ne correspondent pas à nos observations à plus grand rayon. Nos simulations montrent d'ailleurs que les amplitudes mesurées en moyenne sur le disque, souvent de 10 à 20% dans le mode $m = 1$, n'apparaissent presque jamais de façon spontanée dans un disque.

Une perturbation extérieure est nécessaire, et s'il ne s'agit pas des interactions et fusions de galaxies, la meilleure hypothèse est donc celle de l'accrétion de gaz. Nous avons vu par le biais des barres que les galaxies spirales doivent accrétier de grandes quantités de gaz pour maintenir la fraction de barres élevée au cours du temps. Il n'y a pas de raison que cette accrétion se fasse de manière symétrique. Les simulations cosmologiques prévoient au contraire une accrétion généralement asymétrique, le long de quelques filaments de gaz et de matière noire. Nous n'avons à ce stade pas cherché à prendre en compte une accrétion totalement réaliste, mais avons étudié des modèles simples dans lesquels un ou plusieurs filaments alimentent l'accrétion de gaz à un taux de 1 à 10 masses solaires par an. Ces simulations (Article D) montrent que l'accrétion de gaz, et la formation d'étoiles dans le gaz, peuvent conduire à des modes $m = 1$ stellaires d'amplitudes maximales comparables à celles observées en proche-infrarouge. Ces asymétries persistent quelques milliards d'années, durée qui pourrait même être augmentée par l'accrétion simultanée de matière noire par les halos galactiques.

L'excitation des modes $m = 1$ par accrétion asymétrique de gaz explique la présence de forts lopsidedness dans des galaxies très isolées, telles que le cas typique de NGC 1637 (Fig. 3.9). Elle favorise simultanément l'amplification des modes $m = 2$ (voir partie 3.1) et l'évolution du disque vers les types tardifs en reformant une population stellaire froide et diminuant la fraction de masse dans le bulbe. Les corrélations observées sont donc expliquées, au moins qualitativement. Tenter de les reproduire quantitativement permettrait de contraindre encore mieux l'accrétion de gaz sur des bases observationnelles, mais il s'agirait là d'un autre projet plus vaste nécessitant d'inclure l'accrétion de matière noire, et l'effet simultané des interactions/fusions, qui ont tout de même lieu en même temps que le gaz est accrété.

Le processus de formation des asymétries $m = 1$ dans les disques de galaxies spirales n'est donc pas unique. Les interactions et fusions peuvent y contribuer de façon non négligeable, notamment dans les groupes où les propriétés statistiques sont différentes avec notamment une corrélation inversée des modes $m = 1$ avec les types précoces (Angiras et al. 2006). Mais pour expliquer les diverses propriétés statistiques observées dans les galaxies de champ, il est nécessaire de faire appel à l'accrétion de gaz, qui doit être responsable d'une grande partie des asymétries observées. Il s'agit donc là d'une seconde preuve que les galaxies ont accrété de grandes quantités de gaz – quelques masses solaires par an – au cours des derniers milliards d'années, la première preuve nous ayant été apportée par la présence de barres dans les disques spiraux.

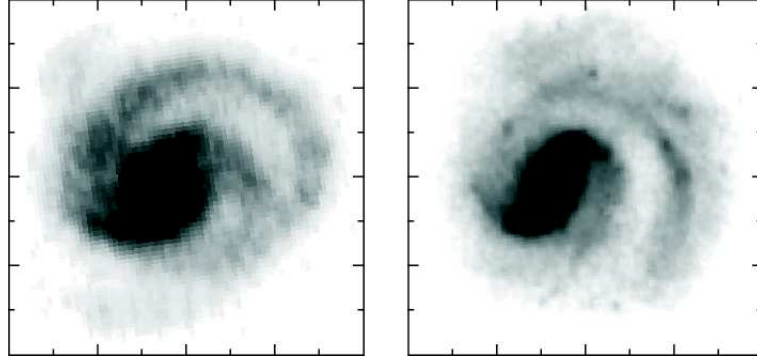


FIG. 3.9 – La galaxie NGC 1637, à la fois très isolée et fortement asymétrique. Image proche infrarouge à gauche, densité stellaire dans un modèle numérique d'accrétion de gaz asymétrique à droite.

3.3 Le rôle fondamental de l'accrétion de gaz

3.3.1 Croissance des disques et accrétion de gaz

Nous avons vu que deux propriétés, a priori indépendantes, des galaxies spirales, mènent à la même conclusion : les galaxies spirales ont accru une fraction significative de leur masse actuelle au cours des derniers milliards d'années, ce qui a des signatures visibles sur leur morphologie actuelle. L'ordre de grandeur du taux d'accrétion prévu correspond à un doublement de masse entre les redshifts $z = 1$ et $z = 0$. L'accrétion de gaz est totalement diffuse et homogène dans nos modèles. Le gaz accru pourrait également être de nature fragmentée. De petits fragments (de masse moins de $1/100^{\text{ème}}$ du disque) tombant sur une spirale seraient détruits par le champ de marée avant d'atteindre le disque, ayant donc en première approximation les mêmes effets qu'un gaz diffus.

Plus que la nature diffuse ou fragmentée du gaz accru, un paramètre fondamental est sa distribution dans l'espace des phases. Les modes $m = 1$ suggèrent, en accord avec des modèles cosmologiques, une distribution asymétrique, par exemple le long de filaments intergalactiques. Mais la distribution en vitesse ou en moment angulaire du gaz accru est beaucoup moins contrainte par nos travaux actuels. Ce pourrait néanmoins être un test important pour les modèles cosmologiques. L'hypothèse de Bournaud & Combes (2002) que le gaz accru a la même distribution de moment angulaire que le disque déjà établi conduit à la reformation de barres plus courtes au cours du temps, ce qui semble contraire aux observations de Erwin (2005). Mais l'accrétion de gaz de plus grand moment angulaire redistribue différemment la masse dans le disque et peut conduire, d'après d'autres simulations, à des barres plus longues à redshift décroissant : il semble donc que le gaz accru récemment ait un grand moment angulaire, alors que la matière à faible moment aurait été accrue plus tôt dans l'évolution des galaxies – ce qui paraît tout à fait plausible. Des contraintes précises et quantitatives restent toutefois à établir, par exemple et se basant sur les prédictions des simulations cosmologiques.

Si ce gaz est d'origine extragalactique, son accrétion doit avoir des conséquences visibles sur l'abondance des éléments chimiques et leurs gradients dans les disques spiraux. Le taux d'accrétion nécessaire pour expliquer l'évolution chimique des galaxies jusqu'à leur état actuel n'est connu que dans le cas de notre Galaxie (Boissier & Prantzos 1999) : il serait de quelques masses solaires par an, donc compatible avec nos prédictions.

3.3.2 Origine du gaz accru et lien avec les scénarios cosmologiques

Le gaz qui a été accru par les galaxies n'est peut-être plus présent abondamment dans le milieu intergalactique aujourd'hui. On peut toutefois se demander s'il est observable – mais on peut aussi penser qu'il ne rayonne pas ou très peu et constitue de la matière sombre. Observationnellement, les "nuages à grande vitesse" (HVC pour high velocity clouds) constituent la principale source de gaz froid observée autour de notre Galaxie (le gaz chaud ne peut pas être directement accru). À l'exception de certains HVCs associés aux nuages de Magellan (complexes C et K notamment), leur distance n'est pas connue, et leur masse non plus : on ne connaît leur masse que si on suppose une certaine distance. Leur vitesse n'est aussi que partiellement connue, puisque seule la composante selon la ligne de visée est observable.

Nous avons réalisé des simulations d'interaction de ces HVCs (hors ceux visiblement liés aux nuages de Magellan) avec notre Galaxie. Ces simulations ont montré que les HVCs ne peuvent constituer une source importante d'accrétion capable de reformer/maintenir une barre, et rendre le disque asymétrique (Fig. 3.10),

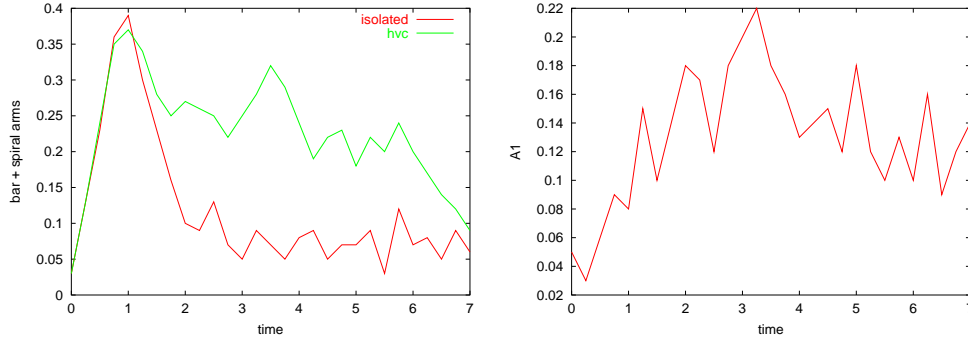


FIG. 3.10 – Maintien de bras spiraux et d’une barre (à gauche) et formation d’une asymétrie $m = 1$ (à droite) dans un modèle de galaxie Sb de la même masse que la Voie Lactée, interagissant avec des nuages à grande vitesse selon les hypothèses détaillées dans le texte. Le temps est en milliards d’années.

que sous deux hypothèses :

- les HVCs ont une distribution de vitesse tangentielle (non observée) identique à leur distribution de vitesse radiale (observée) à grande distance de notre Galaxie.
- les HVCs se situent à une distance moyenne de 1 Mpc, nécessaire pour qu’ils constituent un réservoir de masse suffisante.

Ces hypothèses sont restrictives mais a priori pas impossibles, quoiqu’en légère contradiction avec les résultats de Thom et al. (2005). Toutefois, l’observation de HVCs autour d’autres galaxies (Pisano et al. 2005) donne des indications sur leurs distances qui seraient plutôt de l’ordre de la centaine de kiloparsecs. Leur masse est alors d’autant plus faible et ne constitue plus un réservoir d’accrétion significatif. Si par contre une masse de gaz moléculaire importante s’ajoute à la masse de gaz atomique détecté dans les HVCs (Miville-Deschênes et al. 2005), ils peuvent à nouveau constituer une source majeure d’accrétion de gaz. On ne sait donc pas aujourd’hui si le gaz qui alimente les galaxies est visible sous la forme de ces HVCs, ou s’il s’agit de matière sombre, ou encore si l’accrétion de gaz s’est terminée dans le cas de notre Galaxie si bien qu’aucune contribution importante n’est visible aujourd’hui dans le milieu intergalactique proche.

Des simulations cosmologiques prévoient elles aussi ce phénomène d’accrétion de gaz (Katz et al. 1996; Kereš et al. 2005), bien que son importance sur l’évolution des galaxies n’ait pas toujours été réalisée et analysée en détail, le processus de croissance par fusion des galaxies et de leur halos de matière noire ayant été le plus étudié dans ces simulations. Semelin & Combes (2005) ont quantifié l’impact de l’accrétion de gaz diffus dans leur simulations. L’apport de masse par ce processus peut être comparable voire dominer l’apport de masse par fusions, en particulier à bas redshifts. Les taux d’accrétion de gaz dans ce modèle sont compatibles avec ceux que nous avons déduit de l’étude des propriétés actuelles des galaxies isolées. Nos conclusions sur le rôle de l’accrétion de gaz par rapport au scénario standard purement hiérarchique ne sont donc pas incompatibles avec un Univers dominé par la matière noire CDM. Il est toutefois nécessaire que la masse baryonique soit suffisamment grande, et ne soit pas trop tôt transformée en étoiles dans les galaxies, pour qu’une accrétion de gaz significative puisse continuer à se produire dans les derniers milliards d’années et expliquer la morphologie actuelle des galaxies spirales.

Chapitre 4

Systèmes en interaction et fusions de galaxies

4.1 Introduction

On sait depuis longtemps que les galaxies entrent en collision et fusionnent : des systèmes en cours de fusion ont été répertoriés et interprétés par Toomre & Toomre (1972) et la fusion de paires de galaxies spirales est très tôt devenue le scénario privilégié pour expliquer la formation des galaxies elliptiques (Zwicky 1957). La fusion est d'ailleurs l'un des phénomènes fondamentaux lors des rencontres de galaxies. En effet, deux galaxies proches l'une de l'autre ne conservent pas leur énergie cinétique et leur impulsion respectives : il y a un effet de freinage par le phénomène de friction dynamique (Chandrasekhar 1943), qui convertit l'énergie cinétique du mouvement relatif des galaxies en énergie interne au "gaz d'étoiles" qui les compose : les galaxies fusionnent, et la dispersion de vitesses des étoiles augmente. Cet effet de friction dynamique est particulièrement accentué par les halos de matière noire, plus massifs et plus étendus que la contrepartie visible, qui permettent à la friction de s'exercer même à grande distance : la friction est importante même à plusieurs dizaines de kiloparsecs, si bien que deux galaxies se rencontrant sur une orbite typique (paramètre d'impact de quelques dizaines de kiloparsecs, vitesse relative de l'ordre de 100 à 200 km s^{-1}) fusionnent en 100 à 500 millions d'années.

La relaxation qui accompagne ce phénomène est dite "violente" (Lynden-Bell 1967) : le potentiel gravitationnel change rapidement par rapport au temps dynamique (orbital) des étoiles dans le système, notamment par croisements de couches. Ces variations rapides du potentiel induisent une forte redistribution de la masse, que ce soit à rayon fixé avec épaississement voire destruction des disques, où dans la direction radiale où le profil de densité des disques spiraux initiaux n'est pas conservé.

La fusion n'est pas le seul phénomène important qui a lieu lors des rencontres de galaxies. Les longues "antennes" observées autour de nombreuses paires de galaxies sont la preuve que les galaxies sont sensibles au champ de marée exercé par leur compagnon (Toomre & Toomre 1977). Le gaz, cinématiquement froid et réparti à plus grand rayon que les étoiles, est particulièrement sensible à ces effets. Dans les cas les plus favorables, où le compagnon a une orbite directe, ces queues de marée d'étoiles et de gaz peuvent s'étendre à plus de 100 kpc de la galaxie spirale. Le champ de marée et la réponse du gaz, dans les kiloparsecs centraux, peuvent agir inversement en provoquant une chute de gaz vers les régions nucléaires, comme le fait une barre mais d'une façon encore plus rapide, ce qui peut théoriquement induire une flambée de formation stellaire dans le noyau.

Enfin, les rencontres de galaxies peuvent conduire à la formation d'autres structures diverses, notamment des anneaux, soit formés au cours d'une fusion (Bekki 1998a), soit lors d'une collision rapide (plus de 500 km/s) au cours de laquelle les galaxies ne fusionnent pas – systèmes dits de type Cartwheel, (e.g. Horellou & Combes 2001).

Bien que ne gouvernant pas à elles seules les propriétés internes des disques des galaxies spirales – nous avons vu jusque là la place importante de l'accrétion – les interactions ont donc elles aussi un rôle fondamental dans l'évolution des galaxies spirales, la formation des galaxies elliptiques, et nous le verrons aussi des galaxies naines (Chapitre 5).

4.2 Fusions majeures et mineures : formation des elliptiques et des lenticulaires

La principale motivation des études numériques de fusions de galaxies conduites jusqu'ici était la formation des galaxies elliptiques. A l'exception des plus massives pour lesquelles on peut envisager un processus monolithique à $z > 2$, le scénario de croissance hiérarchique par fusion des naines vers les spirales puis vers les elliptiques est fortement privilégié (e.g., Mamon 1992).

L'idée que les collisions de galaxies spirales peuvent conduire à la formation de galaxies elliptiques a été clairement formulée pour la première fois par Zwicky (1957). Il faut toutefois attendre les travaux de Barnes (1989, 1990) pour qu'une étude N-corps montre que la relaxation violente d'une fusion de galaxies spirales de masses égales conduit à la formation d'un système dont les propriétés sont semblables aux elliptiques observées, à savoir un profil radial en " $R^{1/4}$ " observé par de Vaucouleurs (1953), et un support cinématique dominé par la dispersion de vitesses plus que par une rotation globale, à l'opposé des disques spiraux (autrement dit $V/\sigma < 1$).

Plus récemment, des travaux ont étendu les études au rôle du gaz et à la formation d'étoiles associées aux fusions, pour des rapports de masse de 1:1 à 3:1 (principalement Cretton et al. 2001; Naab & Burkert 2003).

A l'opposé, les fusions "mineures" correspondent à la fusion d'une galaxie spirale avec une galaxie naine. Elles ont été étudiées numériquement par Walker et al. (1996) mais dans un cadre limité ne représentant pas l'ensemble des paramètres possibles. Toutefois l'étude de Walker et al. (1996) montre déjà que ces fusions perturbent significativement le disque des galaxies spirales, et ne peuvent se résumer à une simple croissance du disque par absorption de galaxies naines.

Toutes les études existantes jusqu'ici ont négligé les rapports de masses intermédiaires compris entre 4:1 et 10:1. Pourtant, ces fusions doivent être fréquentes d'après les scénarios cosmologiques de croissance hiérarchique (Binney & Tremaine 1987). Observationnellement, un certain nombre de résidus de fusions atypiques semblent issus de telles fusions, montrant certaines propriétés des fusions mineures et d'autres propriétés typiques des fusions majeures (Jog & Chitre 2002; Chitre & Jog 2002). C'est là une des motivations qui nous a poussé à comprendre l'effet des fusions de masses intermédiaires, mais pas la seule, car d'une façon plus générale comprendre l'évolution de la morphologie des galaxies nécessite de connaître l'effet de *tous* les facteurs d'évolution : ces fusions en sont un important.

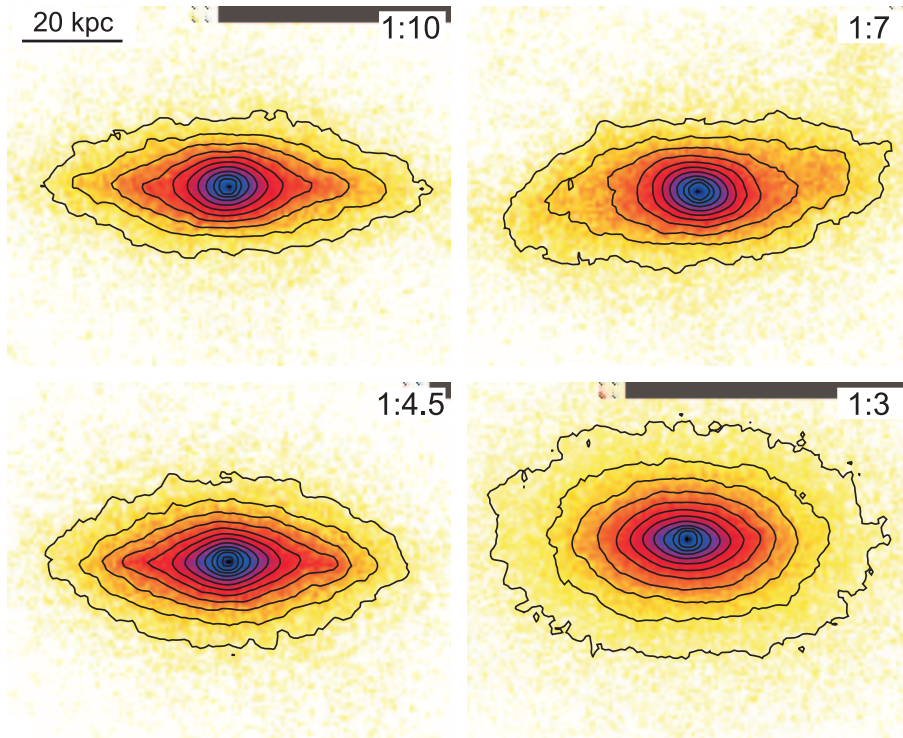


FIG. 4.1 – Résidus de fusions vus sous l'angle d'aplatissement maximal (par la tranche pour un disque) pour des rapports de masses différents. Dans l'ordre : fusion mineure 10:1 formant une spirale Sa, fusions intermédiaires 7:1 et 4.5:1 formant des lenticulaires S0, et fusion majeure 3 :1 formant une elliptique. Aux différences de morphologie des galaxies vues par la tranche sur ces images, d'ajoutent des différences majeures dans la distribution radiale de la matière et la cinématique interne de ces systèmes, révélées par l'analyse détaillée des simulations (voir Articles E et F).

Dans un premier temps (Article E), nous avons montré que les fusions à masses inégales mais non mineures (typiquement 7:1) entre deux galaxies spirales sont bien responsables de la formation des systèmes atypiques observées par Jog & Chitre (2002). Ces systèmes ont les propriétés morphologiques des galaxies à disques. Leur profil de luminosité est exponentiel, en accord avec la loi de Freeman (1970), et le bulbe central représente moins de 50% de la masse visible dans le 25ème isophote. Pourtant, ils ne sont pas maintenus par la rotation mais sont dominés par la dispersion de vitesse, avec un rapport V/σ en moyenne de 0.5 et toujours inférieur à 1 même en dehors du bulbe : cette propriété est typique des galaxies elliptiques¹ et non des galaxies à disque.

On identifie donc dans des résidus de fusions observés des cas de fusions de rapports de masse intermédiaires, typiquement 7:1. Savoir ce que vont devenir ces galaxies une fois relaxées, lorsque la fusion sera totalement achevée, peut être prévu par les simulations numériques. Les propriétés de ces systèmes sont tout à fait typiques des galaxies S0s, qu'il s'agisse de leurs propriétés morphologiques et cinématiques globales (voir détails en Section 5.2 de l'Article F), où plus localement de la présence de barres stellaires, de la masse et du diamètre du bulbe, voire même de la morphologie du bulbe, fréquemment "en boîte" en accord avec les observations de Lütticke et al. (2004).

Après ces premières conclusions, nous avons mené une étude plus complète de l'ensemble des fusions de galaxies spirales pour des rapports de masse variant de 1:1 à 10:1 et des paramètres orbitaux variables. Dans chaque cas, les propriétés morphologiques et cinématiques des résidus de fusion ont été étudiées une fois le système relaxé et isolé, dans le but de comprendre l'impact de ces événements sur l'évolution à long terme des galaxies.

Les résultats sont détaillés dans l'Article F. Les principales conclusions sont :

- La nature du résidu d'une fusion dépend essentiellement du rapport de masse, les paramètres orbitaux ayant une influence moins importante. Les rapports de masse de 1:1 à 4:1 forment des elliptiques (fusions "majeures"). De 4:1 à 10:1 (rapports "intermédiaires"), des lenticulaires. A partir de 10:1 et au-delà (fusions "majeures"), le résidu reste une galaxie spirale, de type plus précoce qu'avant la fusion.
- Les elliptiques formées dans les fusions 1:1 sont généralement de type "boxy" (déformation en boîte des isophotes) et rotateurs lents ($V/\sigma \sim 0.1$). Les fusions 3:1–4:1 forment plutôt des elliptiques "disky" dont la rotation est plus importante ($V/\sigma \sim 0.5$).
- Le fait que des fusions entre les "mineures" et "majeures" puissent former des galaxies lenticulaires S0 n'est pas surprenant vu les résultats que nous avons obtenus dans l'article précédent, et les exemples déjà montrés par Bekki (1998b). Ce qui est, par contre, remarquable est l'importante gamme de rapports de masse concernés, de 4:1 à 10:1. Ces fusions "intermédiaires" doivent donc être particulièrement fréquentes vue la fonction de masse des galaxies et l'exploration des arbres de fusion cosmologiques (cf. Article F).

Si un grand nombre de fusions, jusqu'aux rapports de masse de 10:1, détruit les galaxies spirales pour les transformer en lenticulaires ou elliptiques, le nombre de galaxies spirales ne devrait pas avoir fortement décru au profit des lenticulaires/elliptiques (Article F).

4.2.1 Fusions vs. accréion de gaz et évolution sur la séquence de Hubble

Le problème que nous venons de mentionner ne peut pas trouver sa solution par l'évolution séculaire, et encore moins dans les interactions/fusions de galaxies : ces mécanismes ne peuvent faire évoluer les galaxies que vers des types de plus en plus précoces. Mais nous avons montré précédemment que les galaxies hors des amas doivent accréter de grandes quantités de gaz pour que leurs propriétés puissent être expliquées. Notre propre Galaxie est barrée (elle a même deux barres imbriquées d'après Alard (2001)), ce qui nécessite qu'elle ait accrété de grandes quantités de gaz au cours des derniers milliards d'années. Nous avons montré dans la partie précédente que cette accréion de gaz conduit les galaxies à évoluer vers les types tardifs, en réalimentant un disque fin de gaz et d'étoiles jeunes. Ce mécanisme pourrait donc permettre de ramener les galaxies vers les classes Sb ou Sc, après des fusions les conduisant vers les classes Sa ou S0.

Quelques simulations numériques d'accréion de gaz consécutive à une fusion 7:1 ont été utilisées pour étudier ce retour vers les types spiraux de galaxies ayant subi une fusion "intermédiaire" qui les a rendu lenticulaires. Un exemple est montré sur la Fig. 4.2 et les propriétés morphologiques aussi bien que cinématiques de ce système sont typiques d'une spirale Sb (Bulbe/Disque = 0.27, $V/\sigma=2.3$). On note toutefois la présence d'un disque épais sur les profils verticaux (Fig. 4.2) : un tel disque épais, associé à une population stellaire âgée

¹C'est en fait une propriété des elliptiques "disky", les elliptiques "boxy" ayant des V/σ plus faibles. Les elliptiques "disky" présentent une déformation en disque de leurs isophotes par rapport aux ellipses d'ordre zéro, mais les elliptiques diskly ne sont pas des galaxies à disque – leur distribution radiale entre autres le montre, voir par exemple Article F.

et de grande dispersion de vitesse, est justement présent autour de notre galaxie (e.g. Norris 1999) et autour d'un nombre important d'autres galaxies spirales (Dalcanton & Bernstein 2002). Néanmoins, re-converter en spirale une galaxie ayant subi une fusion 7:1 nécessite, d'après nos simulations, l'accrétion d'au moins 35% de la masse déjà présente, alors que la fusion n'avait ajouté que 20%.

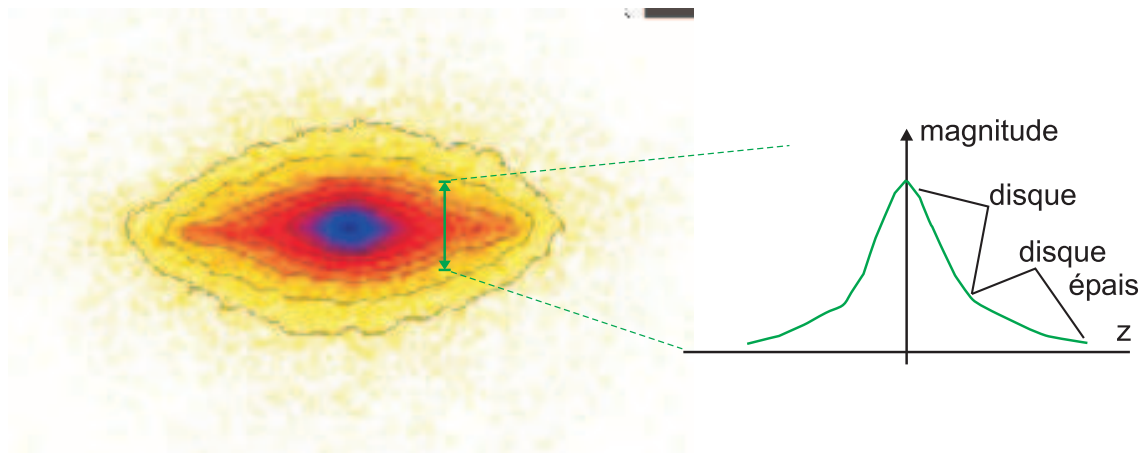


FIG. 4.2 – Formation d'une galaxie spirale avec disque épais, résultant d'une fusion 7:1 suivie d'accrétion de gaz.

Nous avons pris l'exemple de notre Galaxie, mais ceci reste vrai pour l'ensemble des galaxies spirales. Dans une grande gamme de rapport de masse, leurs disques sont détruits, et ne peuvent être reconstruits que par l'accrétion de grandes quantités de gaz. Il s'agit là d'un nouvel argument montrant le rôle de l'accrétion de gaz dans l'évolution des galaxies : plus quantitativement on conclut même que les galaxies spirales doivent gagner au moins autant de masse par accrétion de gaz que par fusion avec des galaxies plus petites.

4.3 Fusions multiples : un second processus de formation des elliptiques

L'étude des fusions de galaxies, et de leur rôle à long terme dans l'évolution des galaxies, ne peut être complète si l'on n'étudie pas l'effet de fusions multiples. Les fusions multiples peuvent se produire soit de façon simultanée, dans le cas notamment des groupes compacts, ce qui a été étudié par Weil & Hernquist (1994, 1996). Plus généralement, elles peuvent se produire à quelques $10^8 - 10^9$ ans d'intervalle, c'est à dire que la seconde fusion a lieu lorsque la première est relaxée. Les effets de telles fusions successives n'ont pas été étudiés jusqu'à présent, pourtant leur probabilité est loin d'être négligeable : une galaxie donnée a plus de chance de subir 4 fusions de rapport de masse 7:1 qu'une seule fusion de rapport de masse entre 3:1 et 1:1 au cours de son évolution jusqu'à $z = 0$, vu le spectre de masse des galaxies (c'est à dire la fonction de luminosité de Schechter, Binney & Tremaine (1987)), et les prédictions des arbres de fusions cosmologiques, par exemple ceux de la base de données GAlCS/MoMaF (Hatton et al. 2003).

Nous avons donc aussi étudié l'effet d'une succession de fusions sur l'évolution des galaxies. Ces suites d'évènements conduisent à la formation de galaxies qui ont les propriétés des elliptiques, aussi bien d'un point de vue morphologique que d'un point de vue cinématique :

- aplatissement faible (variant de E0 à E6 selon les systèmes et projections)
- profil radial proche du profil "en $R^{1/4}$ ", indice de Sersic de 3 ou plus
- présence de déformations des isophotes, évoluant de "disky" vers "boxy" avec le nombre de fusions
- le rapport V/σ est inférieur à 1, et typiquement compris entre 0.1 et 0.5
- l'éventuelle composante externe en disque exponentiel n'est pas plus massive que dans les fusions majeures

Il s'agit donc là d'un second mécanisme pour la formation des galaxies elliptiques. Il ne diffère pas radicalement du processus de fusion majeure unique, il s'agit toujours d'une relaxation des spirales vers les elliptiques induite par les collisions. Ce qui diffère toutefois est que cette évolution se fait de façon progressive, en passant par les stades intermédiaires de spirale de type précoce et/ou lenticulaire, puis une évolution des elliptiques diskly vers les elliptiques boxy s'accompagnant encore d'une diminution de la rotation résiduelle du système.

Le nombre de fusions nécessaires pour atteindre la classe elliptique dépend du rapport de masse et dans une moindre mesure des paramètres orbitaux. Nos simulations montrent que typiquement il faut 2 fusions 5:1, 3 fusions 7:1, 4-6 fusions 10:1, 6-10 fusions 20:1 - en se limitant bien sûr aux cas simples ou tous les compagnons auraient la même masse. Plus précisément, le nombre typique de fusions nécessaires pour former une elliptique, en fonction du rapport de masse, est déterminé sur la Fig. 4.3, les paramètres orbitaux induisant bien sûr quelques variations par rapport à ces valeurs représentatives. Dans tous ces cas finalement, la somme des masses des compagnons est assez constante : il faut une succession de fusions avec des compagnons dont la somme des masses est au moins 40–50% de la masse de la spirale principale pour produire une galaxie elliptique. De cela vient l'idée que la relaxation vers les elliptiques dépend principalement de la masse totale fusionnée, indépendamment de la masse de chaque compagnon.

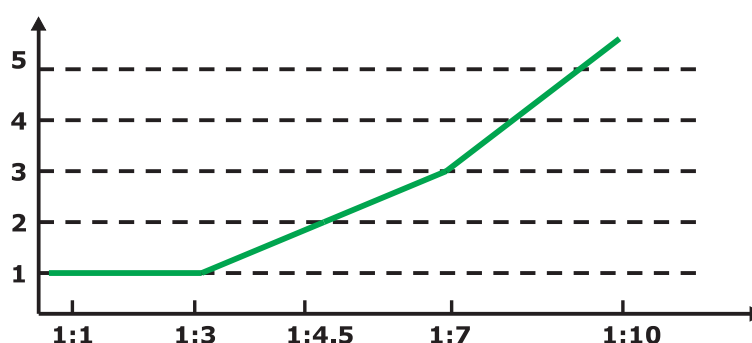


FIG. 4.3 – Nombre moyen de fusions nécessaires pour transformer une galaxie spirale (initialement de type Sb) en galaxie elliptique, en fonction du rapport de masse. On distingue le processus de fusion majeure unique de 1:1 à 4:1 et celui de fusions successives au-delà, qui s'avère plus probable que le précédent – la fonction de masse des galaxies croît plus vite que cette courbe du nombre de fusions nécessaires.

Ceci est confirmé par la comparaison de séries de fusions amenant toutes à doubler la masse du système : une fusion 1:1, trois fusions 3:1, 5 fusions 5:1, 7 fusions 7:1, 10 fusions 10:1, 20 fusions 20:1. L'ensemble de ces séries donne des résultats très similaires, que le contenu en gaz soit ou non pris en compte. Il est donc délicat, au moins sur les paramètres observables après projection du système sur une ligne de visée, de différencier un système formé par une fusion majeure de systèmes issus d'une succession de fusions mineures. En général, les galaxies les plus petites contiennent plus de gaz (les spirales Sd étant statistiquement moins massives que les Sa). Et on peut s'attendre à ce que les effets associés au gaz soient donc plus marqués dans le cas d'une succession de fusions mineures : par exemple la formation stellaire centrale peut avoir été plus importante, et une population stellaire distincte massive a plus de chances d'être observée au centre de l'elliptique dans ce cas – et beaucoup de coeurs plus froids et découplés du reste du système sont obtenus dans les simulations. Ce n'est toutefois pas un effet systématique.

On note aussi de fréquents désalignements cinématiques dans le cas des fusions multiples, allant jusqu'à des systèmes en rotation autour de leur grand axe (Fig. 4.4), ainsi que des changements d'axe de rotation avec le rayon statistiquement plus marqués que dans le cas des fusions uniques. La décomposition des populations stellaires simulées permet d'ailleurs de l'expliquer : selon leur orbite, certains compagnons contribuent plus aux régions centrales, avec un certain moment angulaire, alors que d'autres compagnons peuplent principalement les régions externes avec un moment angulaire et un axe de rotation différents. Toutefois ces effets statistiques ne permettent jamais de savoir définitivement si une galaxie donnée est formée par une fusion majeure ou plusieurs fusions mineures. Par exemple, dans le cas de NGC 4365 (Davies et al. 2001) on est tenté d'invoquer un scénario de fusions successives, car cet objet est globalement en rotation autour de son grand axe apparent, et présente une région centrale découplée, en rotation sur un axe presque perpendiculaire. La formation de ce système au cours d'une fusion unique n'est pas exclue, mais elle est moins probable car les paramètres seraient fortement contraints.

Dans l'ensemble, un certain nombre de propriétés parfois observées peuvent être expliquées par les fusions multiples, mais on ne peut donner de critère observationnel précis pour distinguer les deux processus pour un système individuel donné : les propriétés projetées (profil radial, V/σ , etc...) sont en moyenne similaires pour les résidus de fusions majeures et de fusions mineures multiples. Par contre, sur les orbites stellaires à 3 dimensions, une différence systématique existe : les résidus de fusions multiples ont une plus grande anisotropie radiale, qui croît avec le nombre de compagnons fusionnés. Autrement dit, le moment angulaire moyen des étoiles, à rayon égal, est plus grand dans un résidu d'une fusion majeure que dans un résidu de plusieurs fusions successives. L'écart de moment angulaire est typiquement 30% entre le résidu d'une fusion majeure

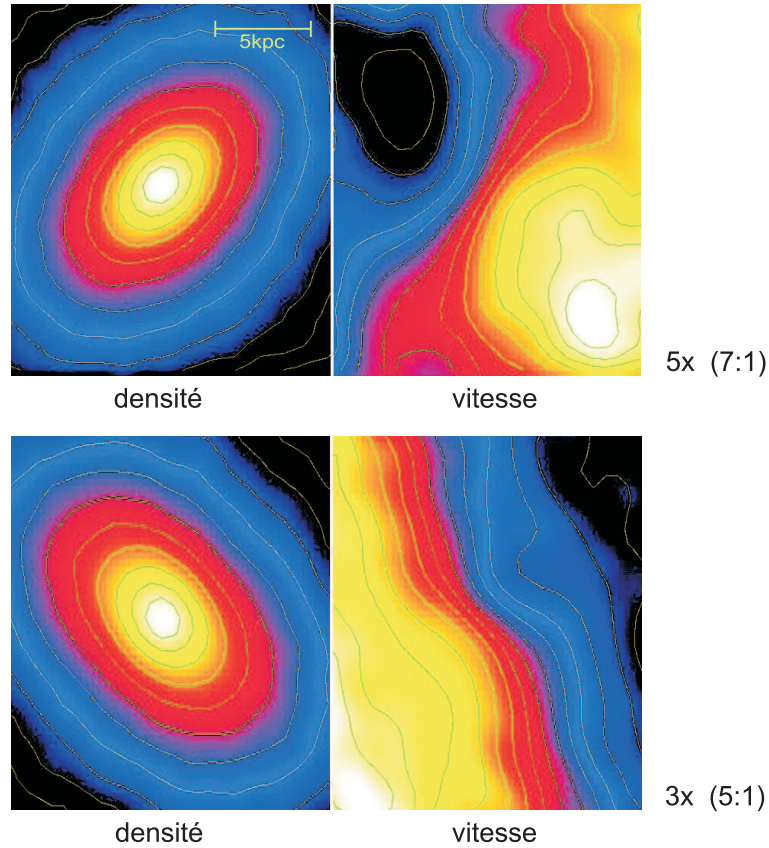


FIG. 4.4 – Cartes de densité et champs de vitesse dans deux elliptiques formées par fusions successives (cinq fusions 7:1 et trois fusions 5:1 respectivement). L'axe de rotation est à peu près perpendiculaire à ce que l'aplatissement suggère a priori. C'est une dispersion de vitesses anisotrope qui maintient la forme de ces systèmes, l'axe cinématique de rotation résiduelle et l'axe morphologique d'aplatissement étant découplés. Noter aussi dans le second cas un changement important de l'axe de rotation moyenne dans les régions centrales, phénomène plus rarement obtenu par fusion majeure unique ou à des échelles plus petites.

et le résidu de 10 fusions 10 :1. L'anisotropie n'est pas directement observable et ne peut être calculée que sous certaines hypothèses. C'est pourtant un paramètre important qui intervient en particulier dans le lien entre cinématique observée (projetée) et masse, autrement dit dans l'estimation du contenu en matière noire des galaxies elliptiques (Dekel et al. 2005). Il apparaît donc important de prendre en compte dans de telles études la possibilité que les galaxies elliptiques soient formées par des fusions multiples, et que leur anisotropie radiale soit plus importante que prévu par les modèles de fusion majeure unique. Si on sous-estime l'anisotropie radiale des orbites stellaires, on tend en effet à sous-estimer (légèrement) le contenu en matière noire dans les galaxies elliptiques. Notons à ce sujet que sur des simulations de fusions plus rapprochées voire simultanées, Athanassoula (2005) trouve une croissance de l'anisotropie radiale avec le temps moyen entre fusions, résultat cohérent avec nos simulations de fusions très espacées dans le temps.

4.4 Contraintes sur les mécanismes de croissance des galaxies

Nous avons mis en évidence un nouveau processus de formation des galaxies elliptiques. S'il n'est physiquement pas très différent du mécanisme habituel de fusion majeure, il augmente par contre le taux de production de galaxies elliptiques, notamment dans les groupes, les fusions mineures multiples étant plus probables que les fusions majeures.

Or on considérait jusqu'ici que le mécanisme des fusions majeures produisait l'ensemble des elliptiques ; la fréquence de ce scénario semble en effet suffisante pour produire à peu près l'ensemble des galaxies elliptiques observées (Mamon 1992; Baugh et al. 1996). Donc, le processus de fusions mineures successives, s'il a certai-

nement parfois du avoir lieu, a toutefois du être la plupart du temps empêché, ou compensé, par une évolution inverse vers les types tardifs. On prévoirait sinon trop de galaxies elliptiques et peu de spirales. Après une ou deux premières fusions, pour que les fusions suivantes ne terminent pas de rendre le système elliptique de façon irréversible, il faut accréter du gaz. En effet, nous l'avons vu, une première fusion 7:1 peut transformer le système en S0, puis l'accrétion de gaz peut retourner le système vers les classes spirales Sb ou Sc, compensant ainsi l'effet des fusions et évitant une évolution irréversible vers les elliptiques.

Plus simplement, imaginons que les galaxies ne croissent que par fusion – puisqu'il est communément admis qu'elles continuent à croître en taille et en masse de $z = 1$ à $z = 0$ (e.g. Trujillo & Pohlen 2005). Nous avons vu que l'accumulation de fusions jusqu'à doubler la masse, même si chacune se fait avec des compagnons très petits, détruit les disques s'il n'y a pas d'accrétion de gaz (voir les exemples de la Fig. 4.5). La seule croissance par "fusions" qui ne détruise pas le disque semble être celle avec des petits compagnons contenant plus de gaz que d'étoiles : une simulation où la galaxie principale contient initialement 40% de sa masse visible sous forme de gaz, et les 50 galaxies naines de masse 50:1 contiennent 65% de gaz, résulte en une galaxie de type spirale Sab. Mais il s'agit là d'accrétion de gaz (fragmenté) plus que de fusions avec des galaxies, puisque l'effet d'accrétion du gaz du compagnon domine l'effet de fusion avec la composante stellaire du compagnon.

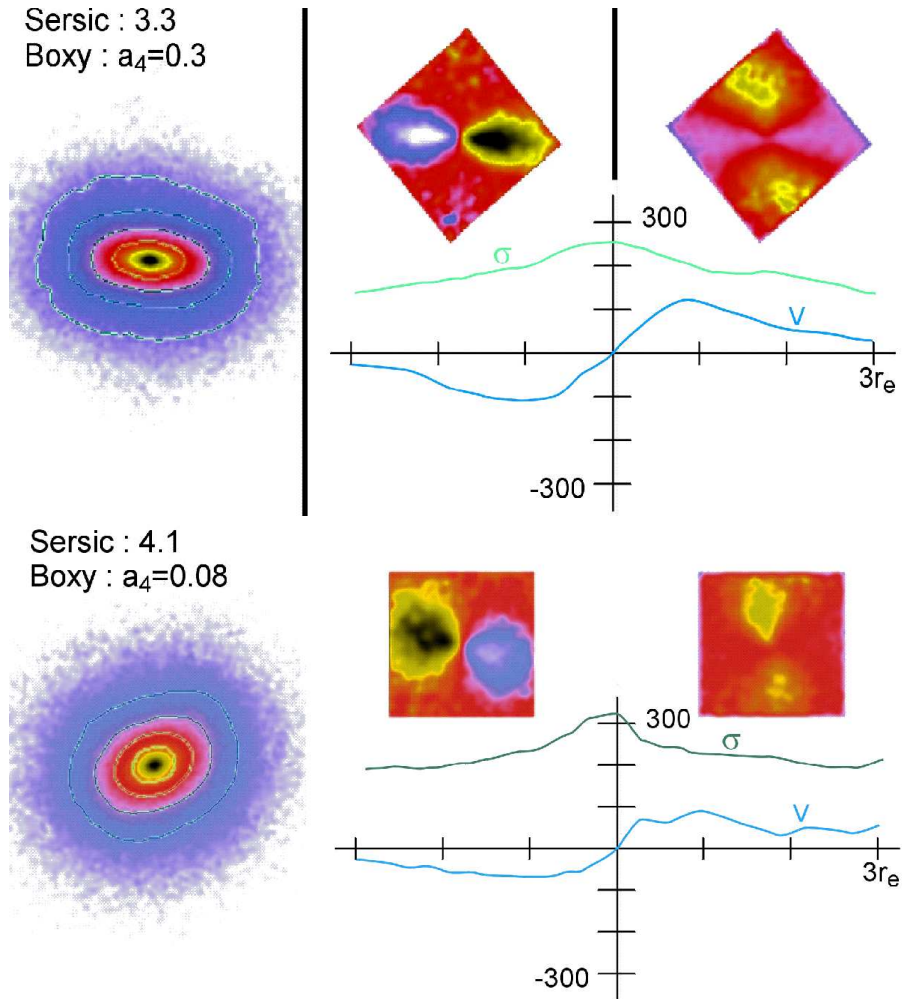


FIG. 4.5 – Résultat de deux simulations de séries de fusions d'une spirale avec 50 compagnons de masse 50:1. En haut, tous les compagnons ont une orbite directe inclinée de moins de 45 degrés. En bas la moitié de compagnons ont une orbite rétrograde, les inclinaisons étant choisies selon une distribution isotrope. Dans les deux cas, le système est observé selon son aplatissement maximal : même dans cette configuration, sa morphologie et sa cinématique sont celles d'une galaxie elliptique. Les galaxies naines contiennent initialement 25% de gaz et 75% d'étoiles dans ces simulations. Seul un contenu en gaz initialement supérieur à la masse d'étoiles permet de conserver un disque.

De plus, la croissance "inside-out"² des disques, de plus en plus attestée par les observations (Elmegreen et al. 2004; Trujillo & Pohlen 2005), peut s'expliquer naturellement par l'accrétion de gaz, si le gaz de plus grand moment angulaire est celui accréte à plus bas redshift (comme suggéré par nos conclusions du Chapitre 3), ce qui explique une augmentation du rayon des disques en même temps que leur masse augmente. Elle est plus complexe à expliquer dans le cas des fusions, qui ne montrent pas d'accroissement systématique du rayon des galaxies, sauf dans ces cas assez précis contraignant le moment angulaire des compagnons – les fusions peuvent même réduire l'échelle radiale et le rayon effectif des systèmes, à masse égale, et ne constituent pas une croissance "inside-out".

Cette étude des fusions de galaxies aboutit donc à un nouvel argument pour l'accrétion de gaz par les galaxies. A moins qu'elles ne grandissent pas après leur formation, il est impossible que leur croissance ne s'effectue que par des fusions même mineures, en particulier à bas redshift. Cette partie nous aura donc à la fois permis de mieux comprendre l'impact des interactions/fusions sur l'évolution des galaxies (entre autres, formation de S0 et d'elliptiques) et renforcé les conclusions précédentes sur l'importance de l'accrétion de gaz dans l'évolution des galaxies.

²c'est à dire une augmentation de rayon lorsque la masse augmente, l'apport de nouvelle masse concernant plus les régions externes que les régions internes formées en premier

Chapitre 5

Les galaxies naines de marée

5.1 Introduction – Queues de marée et hypothèse de formation de galaxies naines

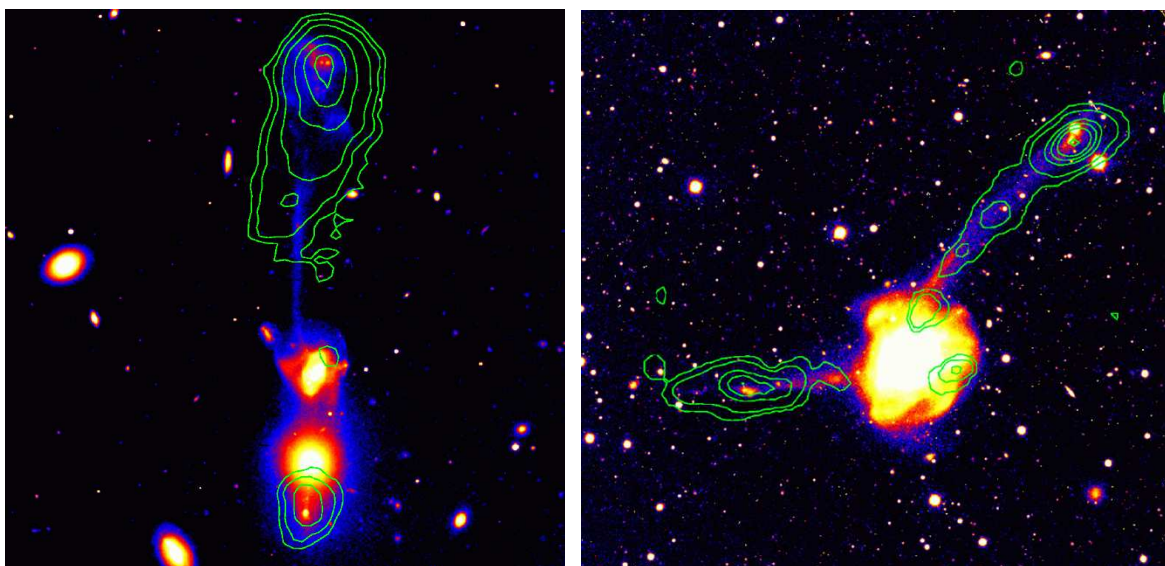


FIG. 5.1 – Images optiques et superposition des contours HI en vert dans deux systèmes en cours d'interaction/fusion. A gauche, Arp 105 "La Guitare" (Duc et al. 1997) où les deux galaxies massives sont encore bien séparées. A droite, NGC 7252 "Atoms for Peace" (Hibbard et al. 1994) où deux spirales de masses similaires sont en phase finale de fusion (le système a déjà acquis le profil en " $R^{1/4}$ " d'une elliptique). Dans les deux cas, deux queues de marée émergent du système, et on distingue près de leur extrémité une accumulation d'étoiles et de gaz, qui peut être une galaxie naine de marée en formation. Des condensations de matière moins massives sont aussi observées le long des queues de marée. On remarquera l'absence de gaz HI dans les galaxies principales de ces systèmes : dans les régions internes, le gaz est plutôt sous forme moléculaire.

Dans le chapitre précédent, nous nous sommes focalisés sur les régions centrales des systèmes en interaction. Nous allons maintenant étudier certains aspects des régions externes de ces mêmes systèmes : les queues de marée et en particulier les galaxies naines qui pourraient s'y former. Bien que ces régions ne représentent qu'une petite partie de la masse des systèmes de galaxies en collisions, des phénomènes loin d'être anecdotiques s'y produisent, permettant notamment de sonder les halos de matière noire.

Qu'elles soient ou non suivies d'une fusion (elles le sont le plus souvent), les interactions de galaxies spirales de masses comparables conduisent à de fortes déformations des disques par les effets de marée, et à la formation de grandes "queues de marée" en forme d'antennes qui peuvent s'étendre à plusieurs fois le rayon initial des disques (Toomre & Toomre 1972). Le gaz est particulièrement sensible à ces effets. Il subit des couples gravitationnels positifs à l'extérieur de la corotation en réponse à la présence d'une galaxie compagnon,

comme c'est le cas en présence d'une barre. Ces couples s'ajoutent au champ de marée et amplifient la réponse du disque par le développement d'une queue de marée riche en gaz. Les queues de marée, par leur grande étendue, permettent de sonder la distribution du halo de matière noire (Dubinski et al. 1996, 1999; Springel & White 1999), mais l'interprétation est complexe et rendue ambiguë par les effets de ligne de visée.

La quasi-totalité de la matière expulsée dans les queues de marée finira par retomber sur les galaxies dont il provient. Toutefois, une importante partie du gaz peut rester dans les débris de marée pendant quelques milliards d'années (Hibbard & Mihos 1995), ce qui laisse à la gravité et à la formation stellaire le temps d'opérer. Dans les groupes ou amas, la présence d'autres galaxies peut même expulser définitivement la matière des queues de marée dans le milieu intergalactique (Mihos 2004).

Mirabel et al. (1992) observent des régions massives de formation stellaire intense dans la queue de marée Sud des galaxies en interaction NGC 4038/39 "Les Antennes", et proposent qu'il pourrait s'agir de galaxies naines en formation, appelées "galaxies naines de marée" (ou TDGs pour Tidal Dwarf Galaxies). L'idée que des "naines de marée" puissent se former lors de collisions de galaxies massives avait déjà été émise par Schweizer (1978). Depuis, de tels objets ont été observés dans de nombreux systèmes en interaction (Duc & Mirabel 1994; Hibbard et al. 1994; Hibbard & van Gorkom 1996; Duc & Mirabel 1998; Duc et al. 1997, 2000; Temporin et al. 2003). Il s'agit typiquement d'accumulations de gaz HI et d'étoiles de plusieurs 10^8 voire $10^9 M_{\odot}$. Curieusement, ces naines de marée massives sont situées près de l'extrémité des queues de marée. En même temps, des régions de formation stellaire moins massives sont observées tout le long des queues de marée (Weilbacher et al. 2003a,b), mais elles sont moins nombreuses lorsqu'une TDG massive est observée en bout de queue.

Parce qu'ils sont situés près de l'extrémité apparente des queues de marée, une grande partie des candidats-TDGs sont susceptibles de résulter d'effet de projection (Hibbard & Barnes (2004) et voir Schema 5.2), accumulant la matière le long de la ligne de visée sans qu'il y ait d'objet réel. Cela concerne en particulier les objets les plus massifs, observés près de l'extrémité des queues de marée, qui sont a priori les plus intéressants en terme de survie et de contribution à l'ensemble des galaxies satellites naines autour des galaxies massives, après la fusion. Un argument montrant que certains objets sont réels est la découverte de gaz moléculaire CO dans un certain nombre de ces objets par Braine et al. (2000). La formation in-situ de gaz moléculaire suppose l'existence de réelles concentrations de matière, et non de simples effets de projection. Toutefois cet argument n'est valable que si l'on exclut que du gaz moléculaire issu des galaxies parents puisse subsister à cet état dans les queues de marée. On peut aussi le remettre en cause en supposant que des condensations de gaz moléculaire sont présentes tout le long des queues de marée, mais ne dépassent le seuil de détection que là où les effets de projection les accumulent sur la ligne de visée. L'existence de réelles accumulations de matière à l'extrémité des queues de marée reste donc à prouver.

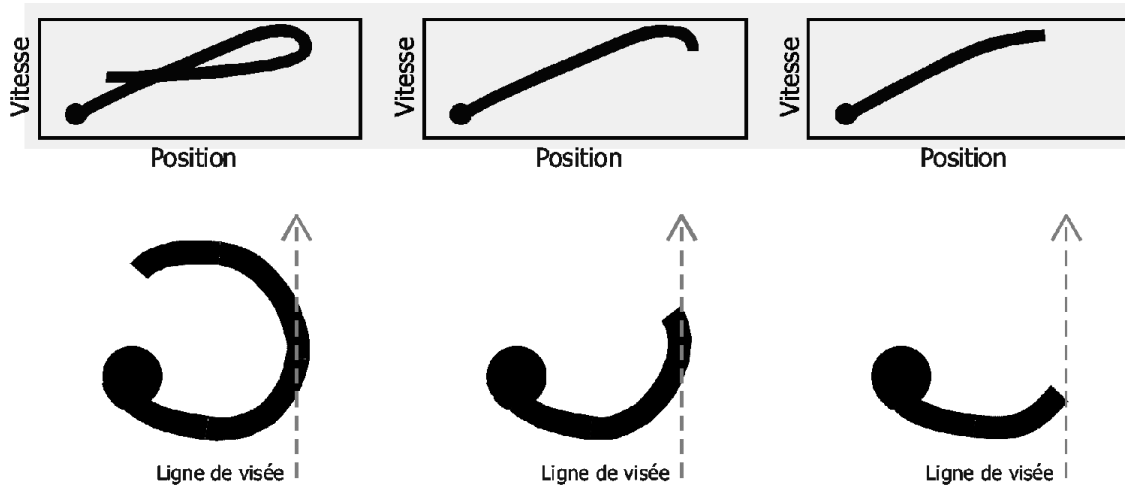


FIG. 5.2 – Signature de la présence d'un effet de projection dans le diagramme position-vitesse d'une queue de marée : si un effet de projection existe à l'extrémité apparente de la queue de marée, le gradient de vitesse s'inverse comme illustré dans le cas de gauche et celui du milieu. L'effet de projection peut alors résulter en une "fausse" TDG qui n'existe pas dans l'espace à trois dimensions

5.2 Preuves observationnelles de l'existence des naines de marée

Des observations spectroscopiques de type Fabry-Pérot du gaz $H\alpha$, réalisées à la Silla (ESO) et au CFHT, nous ont permis d'étudier à la fois la cinématique des queues de marée à grande échelle, et la cinématique interne des candidats TDGs (Article K). Des modèles numériques de formation des queues de marée nous ont parallèlement permis de mettre en évidence une signature de la présence d'un effet de projection : le passage de la queue de marée dans l'axe de visée (i.e. l'effet de projection) s'accompagne d'un changement de signe du gradient de vitesse observé à grande échelle (plusieurs kpc) le long de la queue de marée (voir Schéma 5.2). Nous avons alors identifié dans les observations un certain nombre de cas où un effet de projection est présent, bien que n'excluant pas l'existence simultanée d'une naine de marée dont la masse serait alors surestimée. Dans un certain nombre de cas, nous montrons au contraire que des candidats TDGs ne sont pas associés à des effets de projection, et sont donc de vrais objets. Il est intéressant de noter que les objets pour lesquels nous avons pu exclure un effet de projection sont ceux dans lesquels Braine et al. (2000) ont trouvé du gaz moléculaire, ce qui tend à accréditer la validité du raisonnement de ces auteurs.

Pour un des objets observés (NGC 5291-Nord), la résolution des observations permet de détailler la cinématique interne. Nous avons montré qu'il s'agit d'un objet auto-gravitant, en rotation, dont le champ de vitesse présente des marques de mouvement radiaux, i.e. une contraction gravitationnelle encore en cours. C'est là une preuve supplémentaire qu'il s'agit bien d'une vraie galaxie naine en formation, capable de survivre au champ de marée de sa galaxie progéniteur beaucoup plus massive, grâce à sa gravité interne. La résolution des observations reste toutefois trop limitée¹ pour étudier le contenu éventuel en matière noire de cet objet, d'autant plus que sa masse (stellaire et gazeuse) est mal connue, et que l'émission HII étudiée se limite aux régions centrales les plus denses. Une courbe de rotation plate semble toutefois se dessiner dans les parties externes de cet objet.

Des naines de marée massives, souvent plus de 10^9 masses solaires, sont donc présentes à l'extrémité des queues de marée d'un certain nombre de systèmes. Ces objets s'ajoutent à des régions denses de formation d'étoiles présentes tout le long des queues de marée : ces régions sont toutefois de moins bons candidats TDG car moins massifs et situés à de plus petits rayons, donc moins susceptibles de survivre. Nous montrerons d'ailleurs par la suite que seule la première catégorie d'objets peut réellement survivre sous la forme de galaxies naines satellites.

5.3 Mécanisme de formation et contraintes sur les halos de matière noire

La formation de structures denses dans les queues de marée, observées sous forme de régions HII compactes et d'amas d'étoiles jeunes associées, a déjà été étudiée numériquement. Elle correspond à l'effondrement de régions des queues de marée (Elmegreen et al. (1993) et Barnes & Hernquist (1992)), correspondant éventuellement à des nuages moléculaires géants qui étaient présents mais stables dans les disques parents. La formation de ces objets est réalisable uniquement en présence de grandes quantités de gaz (Wetzstein et al. 2006). Ces modèles expliquent la formation de "clumps" gravitationnels le long des queues de marée, mais n'expliquent pas la formation de naines de marée les plus massives, systématiquement localisées à l'extrémité des queues de marée.

Nous avons donc conduit de nouvelles simulations numériques (Article L) dans le but de comprendre la formation de ces objets, ceux-là même dont nous avons prouvé l'existence réelle (partie précédente). En faisant varier les différents paramètres orbitaux, et les paramètres physiques de composition des galaxies, nous avons conclu que ces objets observés ne peuvent se former que si :

- les disques de gaz sont plus étendus que les disques stellaires, ce qui est en accord avec les observations de disques HI étendus dans une grande partie des galaxies spirales (Roberts & Haynes 1994).
- les halos de matière noire s'étendent bien au-delà des disques stellaires, et même au-delà des disques de gaz HI. Ils doivent maintenir une courbe de rotation plate jusqu'à une dizaine de rayons optiques (typiquement 150 kpc).

Le champ de marée au moment de l'interaction entre deux disques spiraux n'est pas le même selon l'étendue du halo de matière noire, ce qui influence le profil de distribution de matière le long des queues de marée. Si les queues de marée se forment sans que chaque galaxie soit déjà dans le halo de l'autre galaxie, les queues de marée

¹trop limitée en vitesse pour l'émission HII étudiée ici, et trop limitée spatialement pour des observations HI dont nous disposons par ailleurs.

ont un profil décroissant ne montrant pas d'accumulation de matière à leur extrémité. Inversement, si chaque galaxie est déjà plongée dans le halo de matière noire de l'autre galaxie au moment où la formation des queues de marée débute, alors le profil des queues est modifié, et montre dans les meilleurs cas une accumulation de gaz et d'étoiles en formation – contenant aussi de vieilles étoiles – près de l'extrémité de la queue de marée. La grande étendue des halos de matière noire est une prédiction cosmologique importante, bien connue mais jamais vérifiée sur la base d'observations, à l'exception d'études sur la forme des queues de marée, mais dont le résultat est ambigu (notamment Dubinski et al. 1999). Elle trouve donc ici une confirmation observationnelle.

Le mécanisme précis conduisant ces objets à se former a été étudié dans l'Article M). Contrairement à ce que l'on peut croire a priori, il ne s'agit pas d'un effondrement gravitationnel, du moins dans un premier temps : la formation d'accumulation de matière en bout de queue de marée est purement cinématique, et ne dépend pas de la masse de matière mise en jeu. Elle n'est pas non plus liée à la dynamique du gaz interstellaire, bien que le gaz y soit plus sensible que les étoiles. Elle est uniquement due à la forme du champ de marée du halo de la galaxie perturbatrice : l'amplitude des excitations radiales ne croît pas avec le rayon dans les parties externes du disque initial. La densité de matière ne décroît pas sensiblement lors de la formation des queues dans les parties les plus externes, alors qu'elle décroît par un effet d'étirement dans les parties centrales des queues de marée (voir Figures 9 et 10 de l'Article M).

Ceci explique la formation de surdensités terminales dans les queues de marée. En présence de gaz, ces accumulations de matière sont suffisamment massives et concentrées pour être liées gravitationnellement. Elles vont alors généralement se contracter, mais ce n'est pas l'autogravité qui déclenche le processus initial : avec des galaxies parents pauvres en gaz, on peut observer la formation de telles structures, mais qui ne seront pas autogravitantes, donc transitoires et rapidement dispersées. Lorsque la masse de gaz de ces objets dépasse 10^8 masses solaires, ils sont liés et deviennent des structures cinématiquement découplées du reste de la queue de marée.

5.4 Propriétés et survie des galaxies naines de marée

Ces galaxies naines de marée n'ont-elles qu'une existence anecdotique, rare et transitoire, ou peuvent-elles contribuer de façon significative à la population des galaxies naines, en particulier les galaxies naines satellites observées en nombre autour des galaxies massives ?

Certaines études ont tenté d'aborder la question d'un point de vue observationnel. Malheureusement, identifier des "vieilles" naines de marée, une fois que la fusion de leurs galaxies progénitrices est achevée et que les queues de marée ont disparu, s'avère compliqué voire pour l'instant impossible (Duc et al. 2004). Les simulations numériques sont donc un outil indispensable pour répondre à la question du devenir des naines de marée et de leur impact sur la population totale des galaxies naines. Nous avons donc réalisé un échantillon d'une centaine de simulations (Article N) afin d'étudier statistiquement :

- les conditions nécessaires à la formation de naines de marée
- le nombre moyen de TDG produit par une collision/fusion de galaxies spirales massives
- leur durée de vie au-delà de la collision de galaxies qui leur donne naissance.

Ces simulations montrent que :

- Seules les naines formées près de l'extrémité des queues de marée peuvent survivre plus d'un milliard d'années (par exemple Fig. 5.3 et 5.5). Les autres régions denses de formation stellaire observées tout le long des queues vivent en moyenne typiquement 500 Myr avant de retomber sur leurs galaxies parents ou d'être déchirées par le champ de marée de ces dernières (ou les deux, la retombée à petit rayon impliquant souvent la destruction d'une grande partie de la masse par effet de marée).
- Ces naines de marée susceptibles de survivre se forment lors de fusions avec des rapports de masse inférieurs à 8 uniquement, et sous certaines conditions sur les paramètres orbitaux, si bien que seules 20–25% des rencontres galactiques majeures peuvent en former. Dans ces cas favorables, entre 1 et 2 objets de ce type seulement se forment par galaxie spirale parent impliquée.
- Ces objets survivent généralement un milliard d'années ou plus, mais tout de même moins qu'un temps de Hubble en général. Leur durée de vie moyenne est estimée à 3 milliards d'années dans nos modèles.
- Les naines de marée peuvent constituer une fraction non négligeable de l'ensemble des galaxies satellites autour de galaxies massives, mais pas l'essentiel de cette population (typiquement quelques %). La fraction de naines de marée peut toutefois être plus élevée autour des systèmes de types précoces, et dans les environnements de groupes qui peuvent allonger leur durée de vie en les extrayant du potentiel gravitationnel de leur progéniteur.
- Les galaxies naines satellites d'origine de marée ont une distribution anisotrope, concentré autour du plan équatorial de leur galaxie hôte (Fig. 5.4).

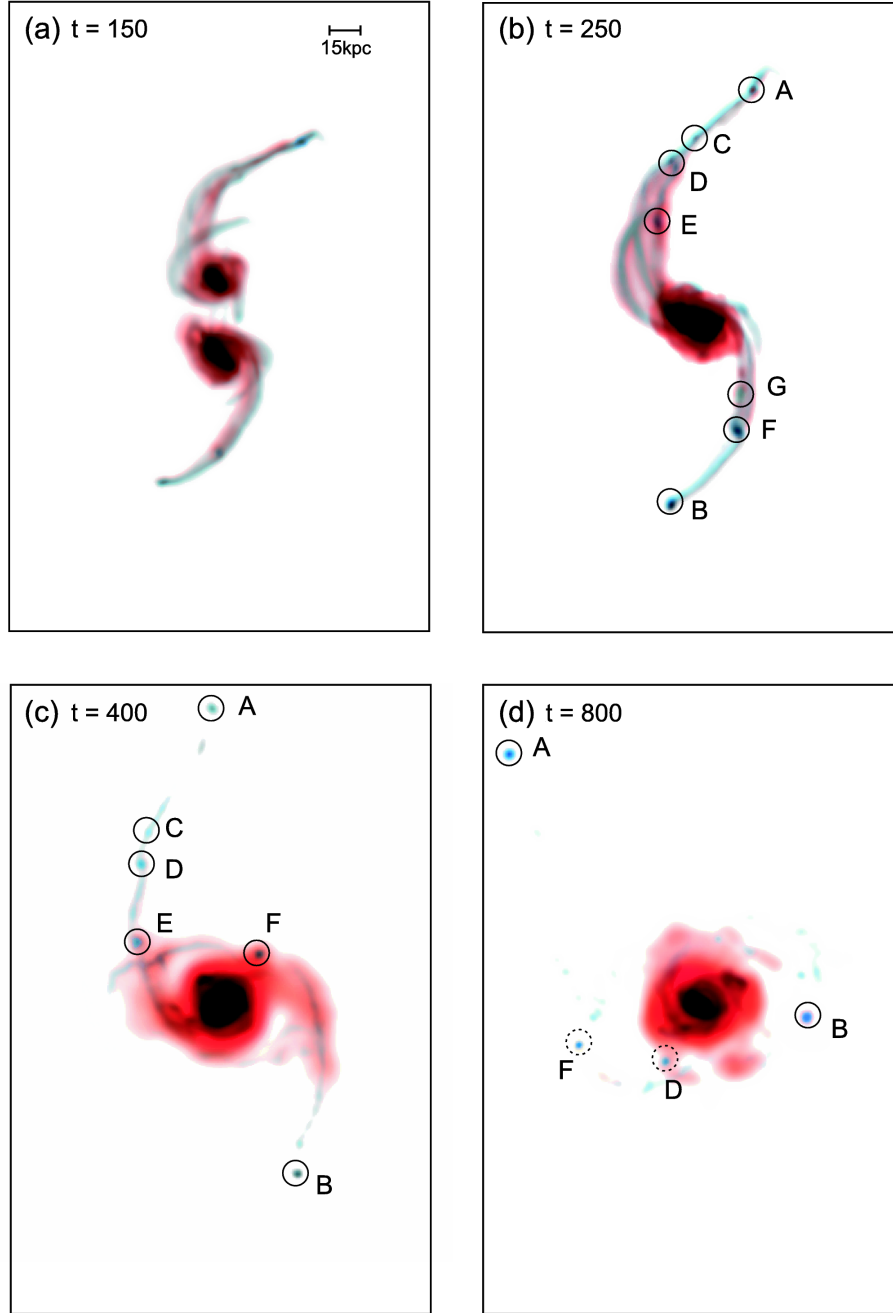


FIG. 5.3 – Formation de structures denses dans les queues de marée d'une paire de galaxie en fusion, et survie de deux de ces objets (formés dans les régions les plus externes) sous forme de galaxies naines satellites en orbite autour du résidu de fusion central.

Ces résultats montrent que les naines de marée peuvent "survivre" face aux facteurs extérieurs qui auraient pu les détruire : retombée sur leur progéniteur ou destruction par le champ de marée de celui-ci. Il reste toutefois la question de leur évolution interne : les naines de marée pourraient être détruites ou perdre une fraction importante de leur masse sous l'effet de la flambée de formation stellaire qui peut suivre leur formation dans la composante gazeuse (voir Dekel & Woo 2003, pour le cas des naines classiques). Elles peuvent aussi se fragmenter ; les simulations pourraient montrer la formation d'un ou deux objets massifs, là où se formeraient en réalité de nombreux fragments moins massifs et séparés, à cause de la résolution limitée des modèles. Nous avons donc utilisé des simulations multi-grilles, selon la technique décrite au chapitre 2.1.2, pour réaliser un "zoom" résolvant la structure et l'évolution internes des naines de marée. Ces simulations (Fig. 5.6) montrent que la formation stellaire et les vents associés ne détruisent pas les naines de marée, du moins

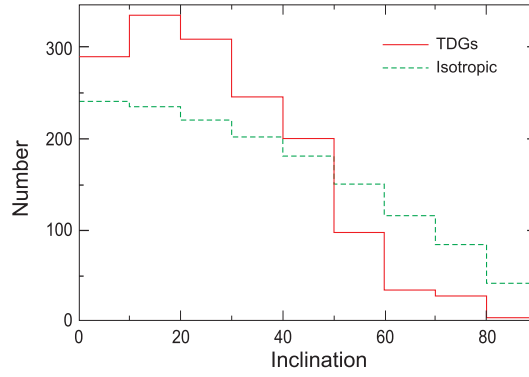


FIG. 5.4 – Distribution statistique des naines de marée en inclinaison par rapport au plan équatorial de leur galaxie parent, d’après nos simulations numériques, pour des naines de marée survivant au moins 1 milliard d’années. La distribution est anisotrope, concentrée vers les faibles inclinaisons.

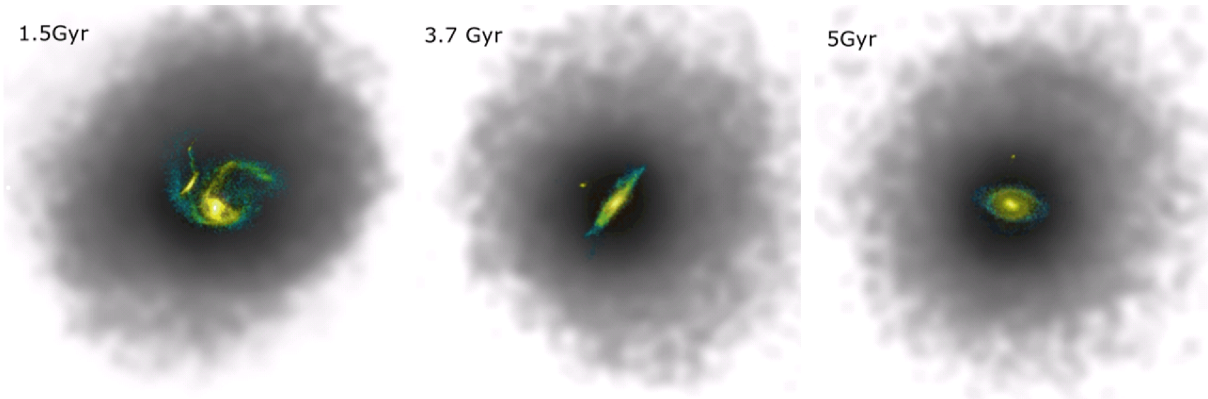


FIG. 5.5 – Formation d’une naine de marée de 10^9 masses solaires survivant au moins 5 milliards d’années, dans une fusion de galaxies de rapport de masse 5:1. Noter la présence d’un halo de matière noire très étendu, nécessaire à la formation de naines de marée massives à grande distance des galaxies progénitrices, naines de marée qui deviennent des galaxies naines satellites (ici autour d’une lenticulaire S0).

avec les paramètres "standards" du modèle de formation stellaire (une étude paramétrique complète restant à mener). De plus, la masse des naines de marée n’était pas surestimée par la résolution limitée des simulations précédentes. En effet, ces nouvelles simulations montrent la formation de nombreuses sous-structures peu massives, mais elles sont gravitationnellement liées entre elles, et sont des régions denses de formation stellaire au sein d’une même naine de marée. On voit même sur la Fig. 5.6 qu’une naine de marée peut continuer à croître après sa formation en capturant les régions denses alentours. Enfin, ces simulations montrent la présence d’un moment angulaire non négligeable dans ces naines, si bien qu’une structure spirale peut se développer jusqu’à des rayons de l’ordre du kiloparsec dans les naines de marée. L’apparition de bras spiraux n’est toutefois obtenue que pour certaines calibrations du taux de formation stellaire : une formation stellaire trop rapide, pendant l’effondrement de la proto-naine de marée, conduit à la formation d’un objet sphéroïdal sans structure spirale interne.

Les interactions de galaxies massives reforment donc des galaxies naines dans leurs queues de marée – on peut aussi noter la formation d’objets moins massifs dans ces queues, pouvant devenir par exemple des amas globulaires. Ces galaxies naines de marée ne doivent pas former l’essentiel de la population des galaxies naines vues dans l’Univers, quoique leur contribution n’est pas négligeable, en particulier dans certains types d’environnements. La formation des galaxies naines les plus massives dans les régions les plus externes des queues de marée est un argument fort pour la présence de structures de matière noire étendues bien au-delà des disques visibles. Sans que le modèle CDM soit le seul modèle capable d’expliquer cela, une de ses prédictions se trouve vérifiée – le modèle CDM prévoit que la matière noire maintient une courbe de rotation plate jusqu’à

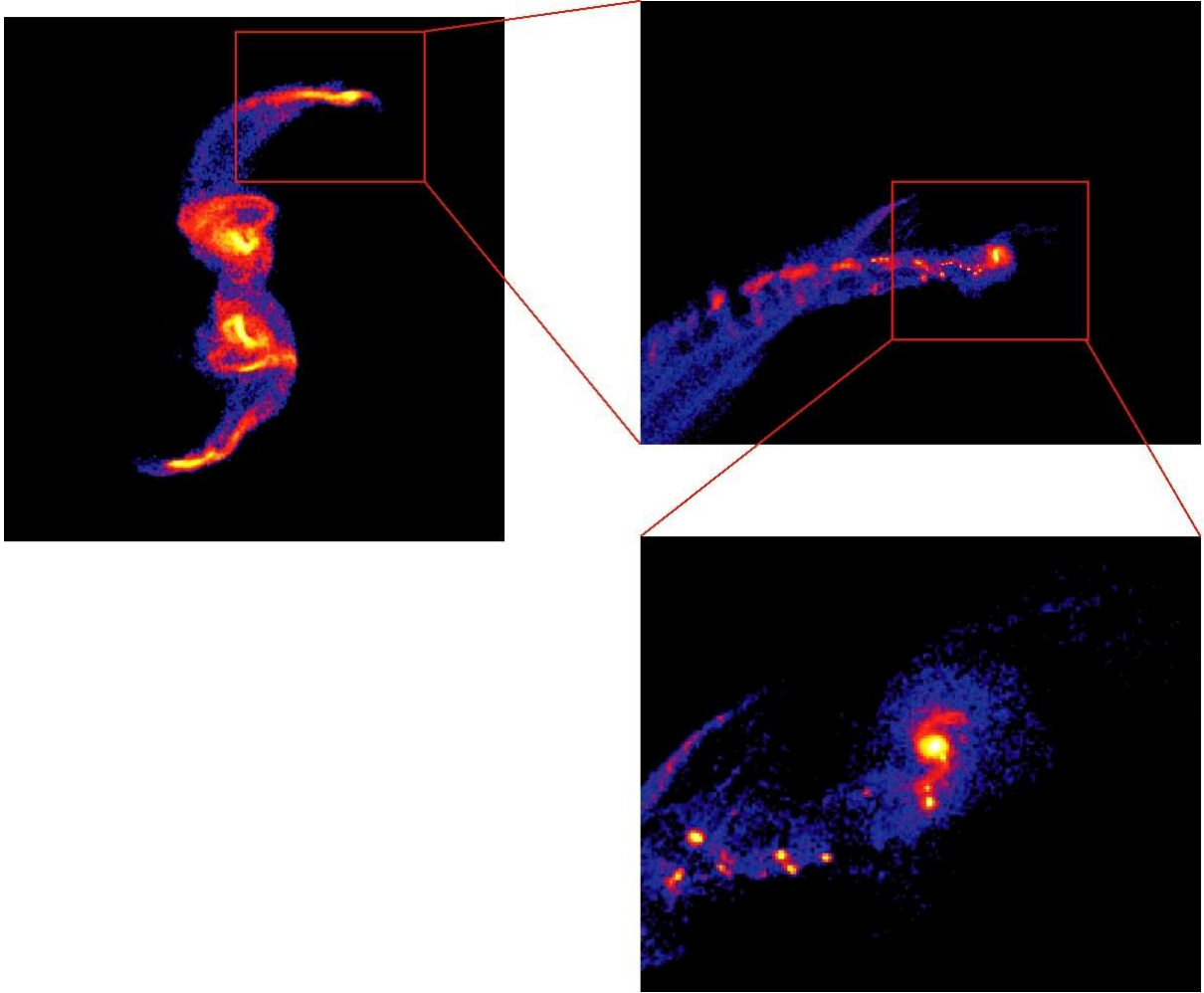


FIG. 5.6 – Simulation à deux niveaux de zoom de la formation d’une galaxie naine de marée. Chaque niveau de zoom est vu 50 millions d’années après le précédent sur cette figure (respectivement 150, 200, et 250 millions d’années après le péricentre). Cette simulation a utilisé 40 millions de particules par galaxie, et offre une résolution de 10 pc sur la galaxie naine de marée. La naine de marée acquiert une structure spirale, elle possède donc une rotation interne non négligeable. On distingue de nombreuses petites régions denses de formation stellaire dans son environnement ; l’étude complète de la simulation montre qu’elles sont progressivement accrétées par la naine de marée principale. Cette dernière ne se fragmente pas, et n’est pas non plus moins massive, lorsque l’on accroît ainsi la résolution des modèles.

200 kpc de rayon autour de notre Galaxie, plus de dix fois le rayon du disque d’étoiles.

Nos résultats numériques donnent des critères pour identifier des "vieilles" naines de marée, une fois la fusion achevée. Cela permettrait d’étudier leur contenu en matière noire. En effet les naines en formation ont une cinématique complexe et non relaxée qui empêche de déterminer précisément leur masse dynamique, comme le montrent aussi bien nos simulations multi-grilles que nos observations Fabry-Pérot (notamment dans le cas de la TDG NGC5291-Nord).

Dans un contexte purement CDM, les modèles montrent que les TDGs contiennent beaucoup moins de matière noire que leurs galaxies progénitrices et que les naines primordiales. Les TDGs pourraient par contre contenir une petite masse noire, s’il existe de la matière noire baryonique et dissipative (par exemple du gaz sombre) ayant un comportement dynamique proche de celui du gaz visible qui participe à la formation des naines de marée. Alternativement, des simulations à haute résolution telles qu’on sait maintenant en réaliser pourraient permettre une meilleure appréhension de la cinématique complexe des naines encore en formation, conduisant à une estimation précise de leur masse dynamique et de leur contenu en matière noire.

Les études récentes des galaxies naines de marée étaient essentiellement observationnelles (voir les références données en 5.1), mais se heurtaient à deux problèmes : l’impossibilité de discerner les vrais objets des pos-

sibles artefacts de projection, et la difficulté d'identifier des "vieilles" naines de marée au-delà de leur stade de formation. Par l'utilisation des simulations numériques, nous avons pu apporter de nouveaux éléments sur ces deux questions. Grâce aux propriétés que nous avons mises en évidence, on peut espérer à terme obtenir de nouvelles contraintes sur la matière noire en identifiant enfin de façon non ambiguë des galaxies naines formées il y a longtemps (plus d'un milliard d'années) lors de collisions de galaxies massives.

Chapitre 6

Les anneaux polaires

6.1 Introduction - un laboratoire idéal pour sonder la matière noire

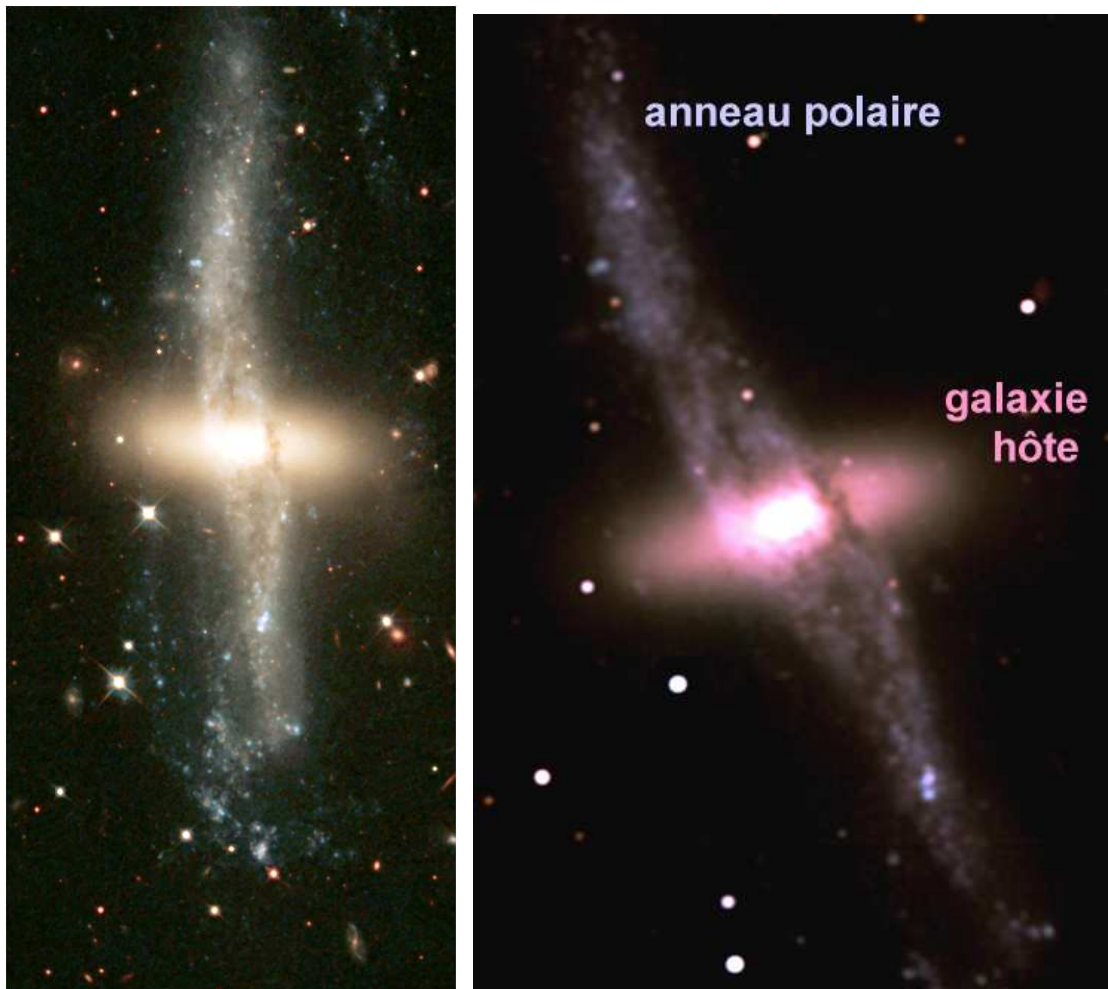


FIG. 6.1 – La galaxie à anneau polaire NGC 4650A. L’anneau est ici plus grand que sa galaxie hôte. A gauche, image optique HST (Gallagher et al. 2002). A droite, image proche infrarouge VLT.

Les galaxies à anneaux polaires sont des systèmes particuliers dans lesquels une *galaxie hôte* (généralement une spirale de type précoce, lenticulaire, ou elliptique aplatie) est entourée d’un *anneau polaire* en rotation dans un plan à peu près perpendiculaire au plan équatorial de la galaxie. L’exemple le plus célèbre est celui de NGC 4650A dont l’anneau est particulièrement étendu (Fig. 6.1), mais la dimension de l’anneau peut aussi

être bien inférieure au rayon de la galaxie hôte dans d'autres cas. Les anneaux polaires confirmés, ainsi que les candidats dont la nature exacte reste à établir, ont été catalogués par Whitmore et al. (1990). Seuls quelques pourcents des galaxies de type précoce ont des anneaux polaires, dont une partie seulement est observable.

Malgré leur petit nombre, ces systèmes sont très tôt apparus comme un moyen de sonder la distribution de la matière noire. Le principe est que la comparaison des vitesses de rotation du disque hôte et de l'anneau polaire permet de savoir si la distribution de matière noire est sphérique ou aplatie le long d'un des deux systèmes. Mais la matière noire ne constitue pas l'ensemble de la masse gravitante, le disque hôte représentant une masse comparable à cette échelle, et l'anneau polaire lui-même n'a pas toujours une masse négligeable, ce qui complique l'interprétation des résultats. Cette méthode a été particulièrement utilisée pour sonder le halo de matière noire de NGC 4650A. Whitmore et al. (1987) ont trouvé une distribution de matière noire quasi-sphérique, alors que Sackett & Sparke (1990) et Sackett et al. (1994) la trouvent sphéroïdale, légèrement aplatie le long du disque hôte. Plus récemment, à l'aide d'observations HI plus précises et dans les parties les plus externes de l'anneau, Combes & Arnaboldi (1996) ont conclu que le halo devait être aplati le long de l'anneau polaire ou même qu'une partie de la matière noire devait être directement associée à l'anneau polaire.

Ces études fournissent des résultats discordants et n'ont été faites que sur un système. Iodice et al. (2002b) expliquent clairement qu'une conclusion réelle ne peut s'obtenir qu'en modélisant la formation des anneaux polaires et en étudiant la cinématique de plus d'un système. Deux mécanismes principaux ont été expliqués pour former les anneaux polaires, sachant que l'anneau se forme autour d'une galaxie hôte pré-existante : l'effondrement d'un nuage protogalactique peut certes créer deux systèmes orthogonaux (Curir & Diaferio 1994) mais le contenu en gaz et les populations stellaires des anneaux indiquent clairement qu'il se sont formés après leur galaxie hôte (voir les arguments résumés par Iodice et al. (2002b)). Les deux scénarios proposés sont :

- le *scénario de collision/fusion* Bekki (1997, 1998a) : il suppose que deux galaxies à disques perpendiculaires entrent en collision frontale à faible vitesse. L'*intruder* traverse le disque de la *victime* qu'il transforme en anneau, qui est polaire en raison de l'orthogonalité initiale des disques.
- le *scénario d'accrétion* (Reshetnikov & Sotnikova 1997) suppose que la galaxie hôte accrète du gaz capturé par effet de marée à une autre galaxie, lors d'une interaction à distance sans collision ni fusion. Si l'orbite du donneur de gaz est à peu près polaire, le gaz accrété restera dans un plan polaire et les étoiles de l'anneau s'y formeront.

Ces deux scénarios ont été étudiés et modélisés, chacun des deux pouvant former des anneaux globalement semblables aux anneaux observés. Mais ils n'ont jamais été comparés entre eux, ni confrontés en détail aux observations. La stabilité des anneaux n'a pas non plus été étudiée en détail dans les modèles, et Iodice et al. (2002a) ont montré l'importance de cet aspect pour contraindre le processus de formation.

6.2 Formation des anneaux polaires : étude générale et cas particuliers

6.2.1 Etude générale

Dans l'Article G, nous menons une étude simultanée des deux mécanismes de formation des anneaux polaires : par collision frontale et par accrétion. Dans les conditions idéales d'orbites polaires impliquant des galaxies parfaitement perpendiculaires, les deux scénarios forment des anneaux polaires qui peuvent être massifs, stables, et avoir un grand rayon. La variation des paramètres orbitaux montre néanmoins que le scénario de collision/fusion forme des anneaux instables (subsistant moins d'un milliard d'années) lorsque l'on s'écarte significativement des conditions idéales, avec des disques et/ou orbites inclinés. Le processus d'accrétion permet quant à lui de former des anneaux stables sur une plus grande gamme d'orbites. Il en résulte qu'il est plus probable, donc a dû former statistiquement un plus grand nombre d'anneaux polaires (voir la justification détaillée dans l'Article G). L'accrétion peut former des anneaux aussi massifs que leur galaxie hôte, car la capture de gaz ne s'effectue pas forcément de la galaxie la moins massive vers la plus massive : les résonances éventuelles des orbites jouent plus que le rapport de masse pour déterminer le sens du transfert. Le donneur de gaz peut donc être bien plus massif que la future galaxie hôte de l'anneau. De plus, un certain nombre de cas particuliers observés, par exemple l'anneau incliné de NGC 660 (voir Fig. 6.2 et van Driel et al. (1995)), ne peuvent pas être formés par collision frontale, et dans ce cas le mécanisme d'accrétion est le seul possible. Le mécanisme d'accrétion est donc le plus fréquent, mais seules des études au cas par cas peuvent permettre de comprendre le processus qui a formé chaque anneau individuellement. Un critère important est que le processus de collision frontale prévoit l'existence d'un halo diffus de vieilles

étoiles entourant le système, halo d'autant plus massif que l'anneau l'est ; nous reviendrons à l'application de ce critère en Sect. 6.2.2.

Nous avons de plus mis au point un modèle semi-analytique (Annexe B de l'Article G) pour expliquer théoriquement la formation d'anneaux de rayon fixe dans les collisions frontales. Ce modèle se base sur celui d'Appleton & Struck-Marcell (1996) mais ajoute le comportement dissipatif du milieu interstellaire, et donne des résultats en bon accord avec les prédictions des simulations N-corps.



FIG. 6.2 – La galaxie à anneau "polaire" très incliné NGC 660 (image DSS).

6.2.2 Cas particuliers

AM 1934-563

Cet objet est étudié dans l'Article I. L'anneau polaire, qui ne représente qu'environ 10% de la masse stellaire du système, est incliné et asymétrique. Dans le cas des anneaux peu massifs, on peut envisager, en plus des scénarios décrits jusqu'ici, que la destruction d'une petite galaxie compagnon ait formé l'anneau. Nous montrons toutefois que ce processus ne peut pas former des anneaux à la fois inclinés et fermés sur eux-mêmes, ce qui l'exclut dans ce cas précis. Nous montrons aussi que l'asymétrie de l'anneau implique qu'il ne résulte pas d'une fusion majeure. AM 193-563 est donc un cas typique d'anneau résultant du mécanisme le plus probable, la capture et l'accrétion de matière d'une autre galaxie lors d'une interaction de marée. L'une des autres galaxies massives observées à proximité pourraient ainsi avoir cédé la matière qui forme aujourd'hui l'anneau polaire.

ESO 474-G26

La galaxie ESO 474-G26 (Fig. 6.3) est un contre-exemple qui s'est formé lors d'une collision de deux galaxies spirales de masses similaires, l'une étant sur une orbite polaire par rapport au disque de l'autre. L'objet central de ce système est une galaxie elliptique aplatie, entourée de deux anneaux, l'un équatorial (transitoire d'après notre modèle) et l'autre polaire (stable). Le processus de formation du double anneau est détaillé dans l'Article H.

NGC 4650A

NGC 4650A est le cas le plus intéressant (par sa dimension et sa luminosité) et le plus étudié. Un argument en faveur d'une formation par collision frontale est le fait que l'anneau polaire n'est pas totalement vide en son centre et est parfois qualifié de "disque polaire" (Bekki 1998a; Iodice et al. 2002a). Toutefois nous avons

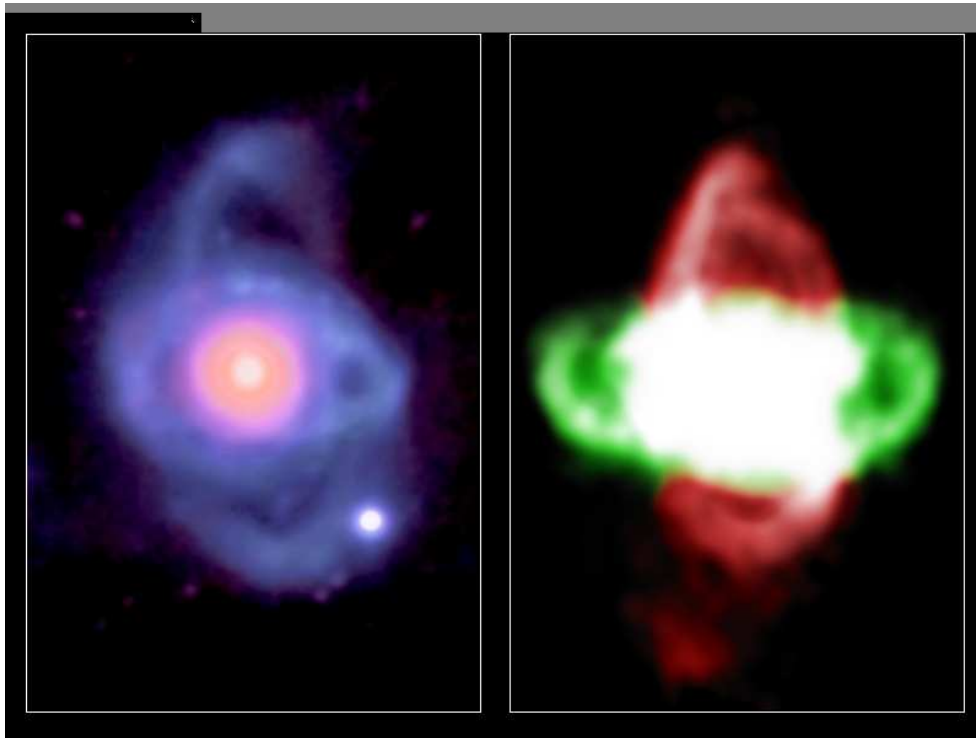


FIG. 6.3 – La galaxie ESO 464-G26 a deux anneaux, un polaire et un équatorial. A gauche, le système observé. A droite, le modèle numérique détaillé dans la partie 6.2.2, les couleurs indiquant l'origine des étoiles depuis l'une ou l'autre des deux galaxies impliquées, et le blanc correspondant au mélange des deux populations dans l'elliptique centrale.

montré que l'accrétion peut aussi former de tels systèmes, surtout en cas de petites perturbations (par exemple fusion mineure) après formation de l'anneau (Bournaud & Combes 2003, Article G).

Par contre, le scénario de collision frontale prévoit que les étoiles de la victime sont dispersées dans un halo diffus entourant l'anneau polaire. Dans le cas de NGC 4650A, vue la masse de l'anneau, nous prévoyons que ce halo devrait être détecté sur les observations HST de Gallagher et al. (2002). Or il ne l'est pas ; le profil de luminosité perpendiculaire de l'anneau ne montre qu'une composante fine, l'anneau lui-même (Fig. 6.4), comme expliqué dans la Section 6.2 de l'Article G. Cela ne peut s'expliquer que dans l'hypothèse peu probable d'une galaxie victime qui, malgré sa grande masse, contenait une fraction inhabituellement faible d'étoiles (une galaxie LSB particulièrement massive).

Un problème encore plus fondamental se pose pour ce scénario de collision frontale. L'anneau de NGC 4650 a une masse comprise entre 1 et 2 fois la masse de la galaxie hôte. Si la "victime" de la collision contenait 20% de gaz en masse (ce qui est déjà beaucoup), elle est 5 à 10 fois plus massive que l'hôte : on devrait avoir formé une galaxie S0 à partir de cette victime, l'hôte ayant complètement disparu ! Cela se déduit de nos simulations de fusions de galaxies de masses inégales (Chapitre 4.2), et nous avons aussi vérifié la validité de l'argument dans le cas particulier des collisions frontales de galaxies perpendiculaires à l'aide d'une série de simulations adaptées (Bournaud et al. 2006, in prep.). Même si on suppose que la "victime" de la collision était une galaxie de type LSB extrêmement riche en gaz, voire une galaxie sombre ne contenant que du gaz, sa masse est au moins égale à celle de la galaxie hôte : une telle fusion transforme la galaxie hôte en elliptique, ou éventuellement en lenticulaire S0 pour une collision frontale à faible vitesse. Or, les observations de la cinématique de la galaxie hôte de Iodice (2006) montrent clairement que la galaxie hôte est une spirale de type précoce, fortement dominée par la rotation dans son disque, mais pas une lenticulaire S0 ni encore moins une elliptique aplatie. Cela s'oppose donc fortement au scénario de collision frontale pour la formation de NGC 4650A.

Récemment, un scénario d'accrétion alternatif a été proposé par Macciò et al. (2006), dans lequel le gaz accrété n'est pas capturé d'une autre galaxie mais est du gaz primordial provenant d'un filament cosmologique. Ce mécanisme peut avoir formé quelques anneaux polaires, mais il ne permet pas d'expliquer le contenu en poussière et la grande métallicité de l'anneau de NGC 4650A et des anneaux polaires en général (L. Sparke, private comm.). Dans le cas précis de NGC 4650A, ce scénario rencontre d'autres problèmes :

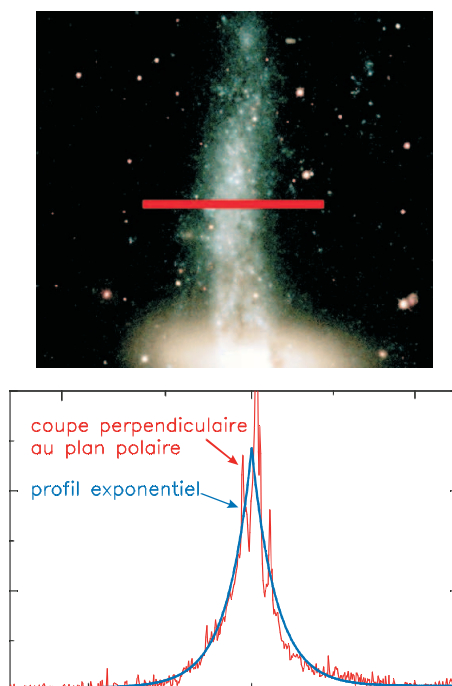


FIG. 6.4 – Profil de luminosité de l'anneau polaire de NGC 4650A selon un axe perpendiculaire au grand axe de l'anneau. On ne distingue qu'une unique composante exponentielle, fine. L'anneau polaire n'est pas entouré d'un halo de vieilles étoiles, ce qui serait attendu dans le cas d'une formation par collision frontale de deux spirales.

- L'anneau produit par les simulations n'est pas assez massif – mais on pourrait envisager que des cas d'accrétion plus intense puissent parfois se produire.
- Les galaxies environnantes devraient être principalement distribuées selon le filament cosmologique, donc dans l'axe de l'anneau polaire. Or, NGC 4650A se situe dans un groupe de galaxies très allongé appelé chaîne du Centaure (Sérsic & Agüero 1972) dont les membres sont alignés dans l'axe de la galaxie hôte – le modèle d'accrétion de gaz primordial depuis un filament prévoit le contraire.
- L'accrétion du filament domine sur les membres les plus massifs du groupe dans les modèles... NGC 4650A est une des galaxies les moins massives de son groupe, qui contient des membres 20 fois plus massifs.

L'accrétion filamentaire de gaz primordial peut parfaitement avoir formé des anneaux polaires – le modèle de Macciò et al. (2006) le montre d'ailleurs avec succès – mais certainement pas celui de NGC 4650A. Reste donc le mécanisme d'accrétion de gaz capturé d'une autre galaxie. A l'aide de simulations spécifiques à NGC 4650A et à son environnement, nous avons pu montrer l'efficacité de ce processus et identifier le donneur de gaz (la galaxie NGC 4650B, dont le nom n'était pas censé indiquer une interaction passée!), en tenant compte des propriétés propres des deux galaxies (masse, rayon, contenu en gaz) et de leur mouvement relatif actuel (voir le modèle sur la Fig. 6.5). L'anneau serait alors âgé d'environ 600–800 millions d'années, ce qui est compatible avec les contraintes établies par Iodice et al. (2002a) par l'étude des populations stellaires.

6.3 Relation de Tully-Fisher et contraintes sur la matière noire

La relation de Tully & Fisher (1977) relie la largeur de raie HI intégrée (représentative de la vitesse de rotation) à la luminosité (liée à la masse) des galaxies spirales. Elle était utilisée à l'origine pour estimer la magnitude absolue des galaxies et en déduire leur distance. Nous avons établi (Article J) que les galaxies à anneaux polaires ne respectent pas la relation de Tully-Fisher des spirales de type précoce similaires (voir Fig. 6.6). Les vitesses (largeurs de raies HI) tendent à être excédentaires. Or, la luminosité est essentiellement associée à la galaxie hôte, et le gaz HI à l'anneau. Donc, dire que la largeur de raie HI est plus large que prévue revient à dire que l'anneau a une vitesse trop élevée par rapport à ce que la masse de la galaxie hôte prévoit, donc qu'il tourne plus vite que le disque de la galaxie hôte.

Les modèles numériques montrent que les observations sont biaisées par l'excentricité des anneaux polaires

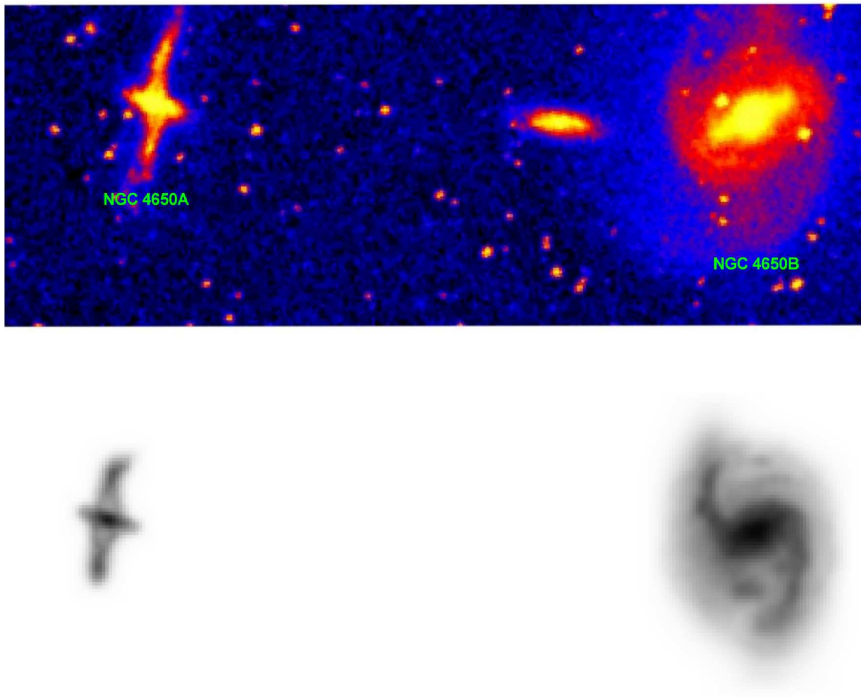


FIG. 6.5 – Modèle de formation de NGC 4650A par accrétion de gaz capturé depuis la galaxie spirale plus massive NGC 4650B. Image DSS en haut à gauche, modèle numérique en bas à gauche. Les vitesses observées des deux galaxies sont reproduites dans le modèle. La troisième galaxie de l'image n'a pas interagi avec l'anneau polaire et n'est pas prise en compte dans le modèle. À droite, l'anneau polaire du modèle vu de face, après soustraction de la galaxie hôte : on remarque qu'il est assez massif pour développer des bras spiraux, et surtout qu'il a une forme excentrique. C'est un élément important, souvent négligé jusqu'ici, mais à prendre en compte pour étudier précisément la distribution de matière noire à partir de la cinématique observée.

(on voit par exemple la forme excentrique de l'anneau de notre modèle de NGC 4650A sur la Fig. 6.5). La Fig. 3 de l'Article J illustre cet effet. Dès lors, les vitesses observées dans la largeur de raie HI des anneaux sous-estiment la vitesse circulaire dans leur potentiel gravitationnel. Si le potentiel des halos était sphérique, on trouverait les galaxies à anneaux polaires à des largeurs de raie HI trop faibles par rapport à la relation de Tully-Fisher. Les grandes largeurs de raies HI observées malgré le biais mis en évidence ne peuvent alors être expliquées que si le halo de matière noire est aplati non pas le long de la galaxie hôte mais le long de l'anneau polaire, ou même qu'une partie de la matière noire est incluse dans le plan de l'anneau polaire. Quel que soit le mécanisme de formation des anneaux polaires, cela implique l'existence d'une composante baryonique dissipative dans la matière noire, le meilleur candidat satisfaisant de telles contraintes étant du gaz sombre, qui suit la dynamique du gaz visible lors de la formation de l'anneau.

Pour confirmer ce résultat, qui n'est obtenu que sur des propriétés intégrées des galaxies (luminosité totale, largeur de raie HI), des observations spectroscopiques de type intégrale de champ sont nécessaires, pour résoudre le champ de vitesse des anneaux et estimer ainsi leur excentricité. Des projets d'observations sont en cours (VLT/VIMOS et NTT), et devront être analysés à l'aide de modèles de distribution spatiale de masse (et non limités à la simple masse totale associée à la magnitude). Les modèles numériques de formation de chaque objet, individuellement, tel que celui que nous avons réalisé pour NGC 4650A, seront utiles à l'interprétation de ces observations.

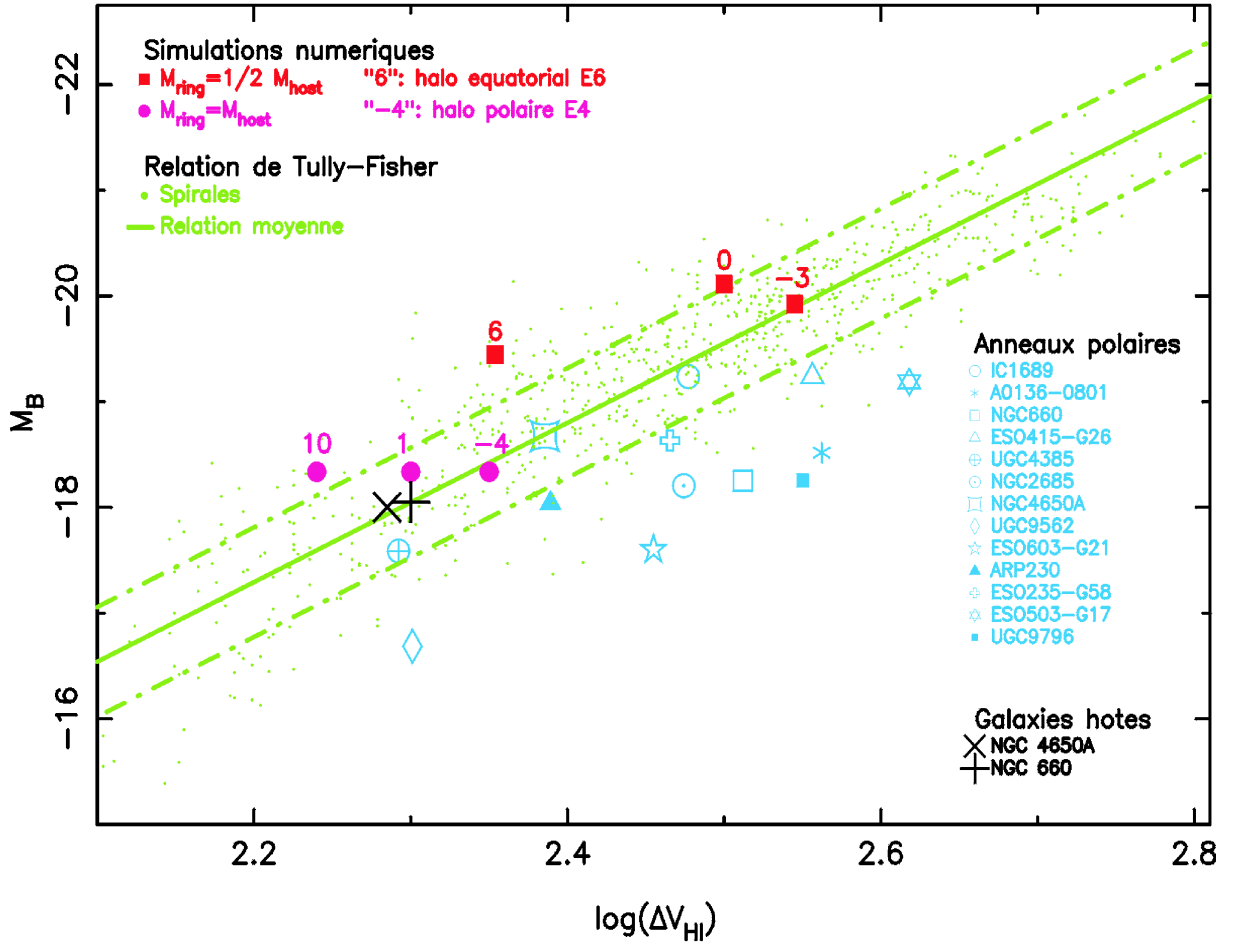


FIG. 6.6 – Position des galaxies à anneaux polaires sur la relation de Tully-Fisher des galaxies spirales de type précoce. Les anneaux polaires (symboles divers) montrent des vitesses (largeurs de raie HI) excédentaires, là où les modèles prévoient plutôt des vitesses déficitaires (dans des halos sphériques). Cela prouve un aplatissement polaire du halo, ou l'association d'une partie de la matière noire avec l'anneau polaire lui-même.

Chapitre 7

Conclusions et perspectives

7.1 Vers une description complète de l'évolution sur la séquence de Hubble

Nous avons résumé en Introduction les mécanismes "standard" de l'évolution des galaxies que la séquence de Hubble :

- évolution séculaire vers les types précoces
- fusions mineures
- fusions majeures faisant évoluer les spirales vers les elliptiques et éventuellement les lenticulaires

Nous avons confirmé que des barres se détruisent lors de l'évolution séculaire, en détaillant les processus mis en jeu. Nous avons aussi montré d'autres mécanismes qui ont un rôle tout aussi important dans l'évolution des galaxies :

- la grande gamme de rapport de masse des fusions "intermédiaires" qui forment des lenticulaires S0
- le processus de formation d'elliptiques par fusions intermédiaires/mineures successives
- la re-formation de galaxies naines "de marée" lors des collisions de galaxies
- l'accrétion de gaz par les galaxies

L'évolution séculaire et les fusions constituent une évolution à sens unique vers les types précoces. Les barres disparaissent, les asymétries de disques s'amortissent, et les systèmes évoluent progressivement ou violemment vers des types très précoces, lenticulaires ou elliptiques. Plusieurs aspects de l'état actuel des galaxies ne peuvent être expliqués : l'omniprésence des barres, les asymétries de nombreux disques galactiques isolés, et l'existence même d'un grand nombre de spirales aux disques fins malgré les multiples fusions mineures qu'elles sont supposées avoir vécues. L'accrétion de gaz (diffus ou distribué dans des fragments de petite masse) permet de reformer les barres, rend les disques asymétriques, et évite une évolution trop rapide vers les types précoces – elle peut même permettre un retour des systèmes vers les types tardifs.

L'évolution sur la séquence de Hubble, ou sur toute autre classification, est donc plus complexe que l'on pouvait le croire a priori. L'ensemble des processus d'évolution mis en jeu sont résumés sur la Fig. 7.1.

7.2 Contraintes pour les mécanismes de formation et la matière noire

Nous avons vu que la croissance des galaxies ne peut se faire uniquement par fusion avec des galaxies plus petites, à moins que ces petites galaxies n'aient formé que très peu d'étoiles et soient plutôt réduites à l'état de petits clumps de gaz. Comme les galaxies grandissent, même au cours des derniers milliards d'années en dessous de $z = 1$, elles ont du accréter de grandes quantités de gaz, que nous estimons à quelques dizaines de pourcent de leur masse finale. Même si l'on ne suppose pas a priori que les galaxies ont besoin de grandir en masse, elles ont besoin de reformer leurs barres et conserver leurs asymétries, ce qui implique à nouveau une nécessaire accrétion de gaz qui joue un rôle fondamental dans l'évolution de galaxies¹.

La disponibilité de grandes quantités de gaz que les galaxies peuvent encore accréter en-deçà de $z = 1$ est une contrainte forte pour les modèles cosmologiques et de formation des galaxies. Le modèle CDM/hiéarchique n'est pas forcément remis en cause, puisque certaines simulations CDM prévoient des taux d'accrétion diffuse

¹Ces résultats, notamment sur l'accrétion de gaz dans les derniers milliards d'années, ne s'appliquent pas aux galaxies d'amas, qui ont des propriétés différentes, et ont pu former l'essentiel de leurs étoiles plus tôt dans l'évolution de l'Univers.

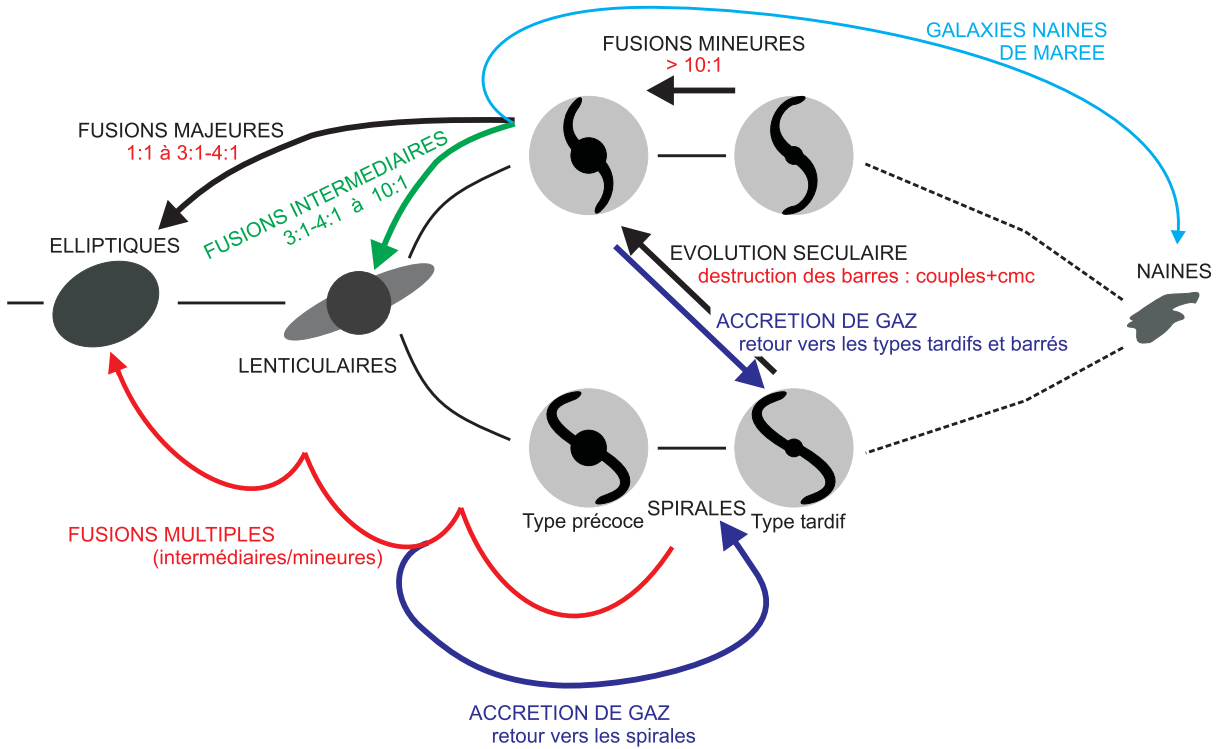


FIG. 7.1 – Synthèse des différents mécanismes d'évolution sur la séquence de Hubble. Les flèches noires correspondent aux trois mécanismes "standard" discutés en introduction, les couleurs aux autres mécanismes qui ont été étudiés dans cette thèse. L'accrétion de gaz est indispensable pour éviter une évolution massive trop rapide vers les types précoces-lenticulaires-elliptiques, et non barrés.

significatifs (Semelin & Combes 2005; Kereš et al. 2005). Mais il convient de garder à l'esprit que c'est un mécanisme important et que la croissance hiérarchique n'est pas seule responsable de l'évolution des galaxies.

Si l'on se place en dehors du cadre de l'hypothèse MOND², il existe certainement une matière noire non baryonique distribuée dans des halos très étendus : la formation des naines de marée l'atteste. Une composante baryonique noire n'est pas strictement nécessaire pour expliquer l'accrétion de gaz. Les nuages à grande vitesse, et à grande échelle la forêt Lyman α , peuvent constituer le réservoir de gaz mis en jeu. Cette interprétation est toutefois sujette à des conditions restrictives, si bien que l'hypothèse que ce gaz est sombre, indétectable³, émerge naturellement, sans qu'on puisse pour autant apporter de preuve formelle définitive dans cette direction.

Toutefois, l'analyse de la cinématique des anneaux polaires que nous avons détaillée dans le Chapitre 6 renforce l'hypothèse qu'une partie de la matière noire est baryonique et dissipative, car on la trouve associée aux anneaux polaires. Les observations de la dynamique interne des naines de marée, qui pourraient à terme apporter une réponse, semblent pour l'instant et malgré leur résolution limitée compatibles avec cette hypothèse.

7.3 L'histoire des baryons et de la formation stellaire

7.3.1 Le rôle moteur des barres (récurrentes)

Nous avons vu que les barres sont un traceur important de l'évolution des galaxies. Mais elles sont aussi un moteur de cette évolution, puisqu'elles contribuent de façon importante aux transferts de moment angulaire et à la redistribution de matière dans les disques des galaxies spirales, pouvant alimenter des anneaux, bulbes, noyaux.. (voir par exemple la revue de Kormendy & Kennicutt 2004). Si les barres sont récurrentes, détruites puis reformées, leur impact dans l'évolution des galaxies est plus important. On peut par exemple envisager

²Nous n'avons pas ici les éléments nécessaires pour discuter le modèle MOND par rapport au modèle CDM. Toutefois, si l'on se place dans le cadre de MOND, donc sans matière noire non baryonique dans l'Univers, une grande quantité de baryons (éventuellement noirs) reste nécessaire pour expliquer les différentes propriétés que nous avons évoquées – à moins que l'hypothèse MOND ne fournisse une explication naturelle à la fréquence des barres, aux asymétries des disques, et à la persistance des spirales, sans nécessiter l'apport de gaz externe aux galaxies.

³ou du moins indétecté par les observations réalisées jusqu'ici

plusieurs épisodes d'alimentation du bulbe. Toutefois, les populations stellaires des bulbes indiqueraient plutôt leur formation dans des fusions de galaxies (Jablonka et al. 1996) et les barres formeraient des pseudo-bulbes plus plats et étendus en rayon (Kormendy & Kennicutt 2004). Mais à haut redshift, la succession rapide de barres dans des disques cinématiquement plus froids et riches en gaz joue certainement un rôle important dans la formation des bulbes primordiaux autour desquels les disques massifs vont ensuite se stabiliser (Elmegreen 2005), les fusions n'étant finalement pas seules responsables de la formation des bulbes, en tout cas à haut redshift.

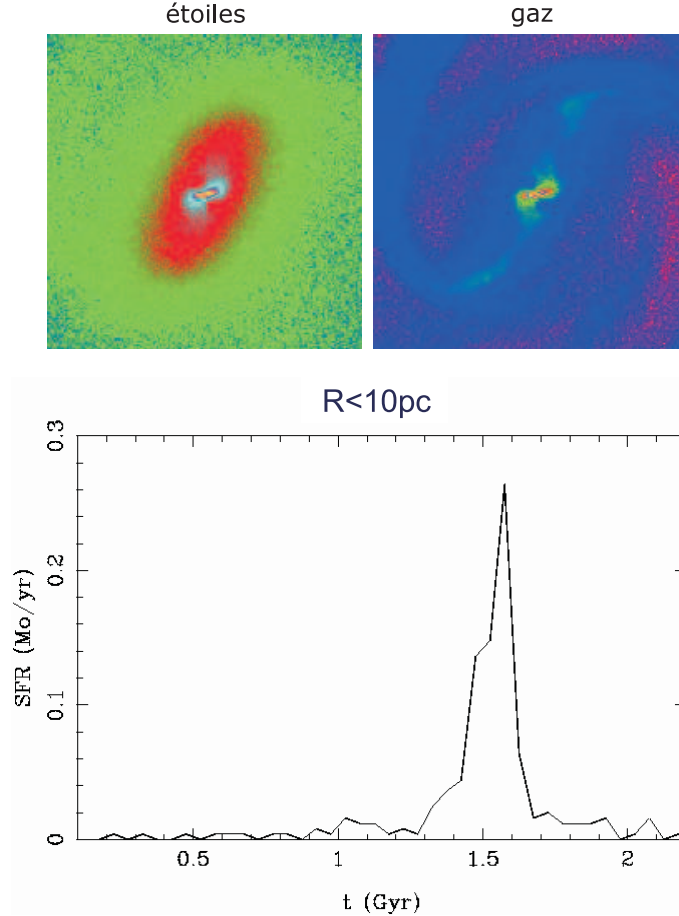


FIG. 7.2 – Découplage d'une barre nucléaire dans l'ILR d'une barre stellaire. La barre nucléaire provoque une chute du gaz vers les parsecs centraux, ce qui accélère la destruction de la barre principale, déclenche une flambée de formation stellaire dans les régions nucléaires, et peut alimenter un noyau actif grâce à la masse apportée dans les quelques parsecs du centre du disque (Combes 2001).

L'imbrication de barres et de barres nucléaires (Fig. 7.2) est un mécanisme envisagé pour alimenter les noyaux actifs de galaxies (Shlosman et al. (1989) et revue de Combes (2001)), en particulier lorsque les noyaux actifs ne sont pas dans des galaxies en interaction. Parallèlement, la barre nucléaire contribue à l'affaiblissement ou la destruction de la barre principale en concentrant encore plus la matière vers le centre. La reformation d'une barre puis d'une barre nucléaire permet de déclencher une nouvelle phase d'alimentation et activation du noyau ; ce processus permet donc d'expliquer les noyaux actifs de façon cyclique jusqu'à bas redshift. En même temps, en concentrant le gaz dans les régions centrales, les barres et barres nucléaires peuvent déclencher localement des pics de formation stellaire (Fig. 7.2).

7.3.2 Histoire de la formation stellaire

Les flambées de formation stellaire déclenchées par les barres ne concernent généralement que les régions nucléaires, et ne représentent qu'une masse stellaire faible à l'échelle du disque entier. Le processus généralement invoqué pour déclencher des sursauts de formation stellaire significatifs à l'échelle de toute la masse de la galaxie est la collision et fusion de deux galaxies de masses comparables – formant donc une elliptique. Alors

que le gaz des régions externes part dans les queues de marée, le gaz situé dans le rayon de corotation perd rapidement son moment angulaire et tombe dans les régions centrales où il peut former des étoiles à un taux élevé. Des ondes de chocs dans le milieu interstellaire, résultant de la rencontre des deux galaxies, peuvent aussi déclencher une formation stellaire intense à plus grande rayon, voire dans les queues de marée (Barnes 2004). Il existe d'ailleurs des signes que des flambées de formation stellaire ont lieu dans des elliptiques naissantes (e.g., Elbaz et al. 1992). La formation stellaire dans ces "starbursts" est si intense qu'elle peut à elle seule former l'essentiel de la masse stellaire actuelle de l'Univers (Elbaz & Cesarsky 2003), y compris dans les nombreux événements récents ayant eu lieu dans les 8 derniers milliards d'années (Hammer et al. 2005). Mais ces starbursts sont-ils vraiment déclenchés par les fusions de galaxies et uniquement par elles ?

La durée estimée des pics de formation stellaire, de l'ordre de 10^8 ans (Marcillac et al. 2005; Marcillac 2006) est tout à fait comparable aux résultats des simulations de fusions (Fig. 7.3). Mais les taux de formation stellaire dans les ULIRGs (galaxies ultra-lumineuses dans l'infrarouge), qui peuvent dépasser 100 masses solaires par an (Flores et al. 2004), ne sont pas expliqués par les modèles, qui atteignent difficilement 10 masses solaires dans les cas les plus favorables, avec des orbites propices à un grand starburst et des galaxies initialement riches en gaz (voir Fig. 7.3) – ceci pour les conditions à bas redshift $z \simeq 0$. D'autres modèles montrent parfois des pics de formation stellaire bien plus importants (e.g. Kapferer et al. 2005), mais dans des disques dominés par le gaz, très stables et jamais barrés, à temps dynamique très long, peu représentatifs de l'ensemble des galaxies. Les simulations de Cox et al. (2004) ou de Springel & Hernquist (2005) montrent d'ailleurs que des taux de formation stellaire de plusieurs dizaines de masses solaires par an, pour être atteints, nécessitent des masses de gaz dans les galaxies bien supérieures à celles disponibles dans les galaxies de l'Univers Local, à $z = 0$. Finalement, dans les simulations de fusions, le pic de formation stellaire lié à la fusion de galaxies ne crée généralement pas plus d'étoiles que la formation stellaire calme intégrée sur quelques milliards d'années.

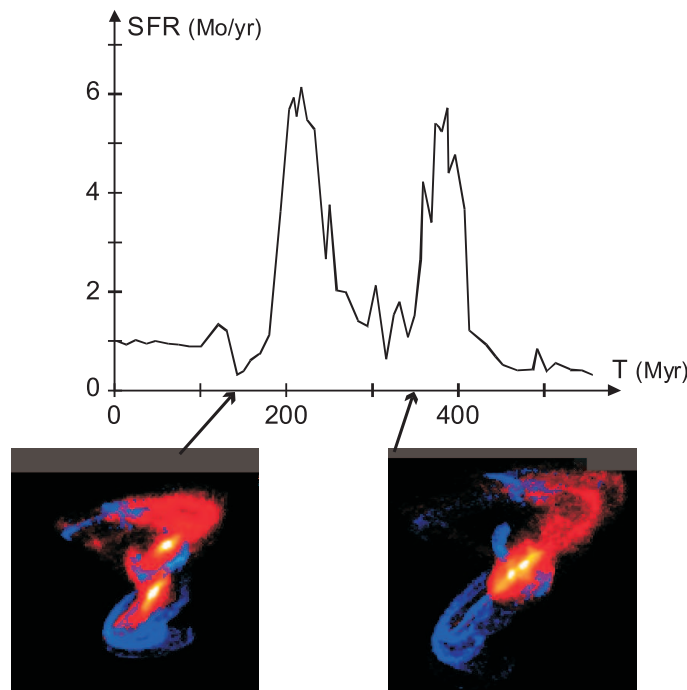


FIG. 7.3 – Pics de formation stellaire dans une fusion de deux galaxies spirales sur une orbite "favorable" à une formation stellaire intense – orbite directe inclinée de 20 degrés par rapport à chacun des deux disques. On note que le taux de formation d'étoiles n'est amplifié que d'un facteur 5 environ. Cette exemple montre deux flambées consécutives, situation assez fréquente bien que pas toujours aussi nette. Le premier pic est déclenché par la chute du gaz de la corotation à la résonance interne lors du premier rapprochement péricentrique entre les galaxies. Le second pic a lieu lors de la fusion des noyaux, lorsque le gaz tombe à l'intérieur de l'ancienne ILR jusqu'aux régions nucléaires. Un processus physique, non inclus dans ces simulations, et non identifié en théorie, manque pour expliquer les taux de formation stellaire observés dans les ULIRGs à bas redshift – sauf si les progéniteurs des ULIRGS sont des spirales restées inhabituellement riches en gaz jusqu'à bas redshift.

Il se pourrait donc que certaines phases intenses de formation stellaire ne soient pas liées uniquement aux interactions/fusions de galaxies. L'accrétion de gaz par les spirales devrait aussi contribuer à la formation

stellaire. Cela peut se faire de façon calme sur des échelles de plusieurs milliards d'années. On peut aussi envisager des phases de formation stellaire plus intenses si le gaz accrété est bloqué à l'extérieur du disque pendant qu'une barre est présente puis remplit rapidement le disque une fois cette barre détruite, ou bien si le gaz est déjà présent dans le disque mais sous des conditions dans lesquelles la formation stellaire est inhibée, jusqu'à ce qu'un certain facteur la déclenche subitement.

Cela ne remet pas en cause que les interactions de galaxies soient un facteur déclenchant des flambées de formation stellaire – d'ailleurs, dans l'Univers Local, les ULIRGs sont très majoritairement des systèmes en interaction. Mais les simulations numériques montrent qu'un processus physique (peut-être associé à la collision elle-même) n'est pas connu, et fait défaut pour expliquer les taux de formation stellaire si intenses des ULIRGs⁴.

La formation stellaire de notre propre Galaxie (Rocha-Pinto et al. 2000a,b) n'a pas été tout à fait régulière, mais ne semble pas non plus montrer d'évènement particulièrement intense au cours des 10 derniers milliards d'années. Seuls de petits sursauts de formation stellaire sont détectés – ils peuvent être liés à des fusions mineures de galaxies. Toutefois, pour que le disque fin soit conservé, d'après ce que nous avons vu, il a dû accrêter du gaz extérieur qui a ensuite formé des étoiles, régulièrement ou non. Le scénario du "spiral rebuilding" (Puech et al. 2006), appuyé par les simulations de Springel & Hernquist (2005), envisage que les galaxies spirales aient gagné leur matière et formé leurs étoiles surtout par fusions majeures. Une fusion majeure peut certes reformer une galaxie à disque après un violent starburst, mais la spirale sera de type très précoce avec plus de la moitié de la masse dans des composantes sphéroïdales (ce serait donc plutôt une S0), et un disque n'est conservé que lorsque l'essentiel du gaz n'est pas encore transformé en étoiles avant la fusion (Springel & Hernquist 2005), donc uniquement à très haut redshift. De plus, les fractions de gaz typiques des spirales en-dessous de $z = 1 - 2$ ne permettent pas de conserver/reformer des disques massifs lors des starbursts déclenchés par des fusions majeures. Des évènements de "spiral rebuilding" associés à des fusions majeures peuvent bien sûr s'être produits, mais principalement à très haut redshift, et difficilement plus d'un fois dans la vie d'une galaxie spirale ; il faut au en général approcher autant de masse par accrétion diffuse de gaz extragalactique, que par fusions, pour reconstruire les disques spiraux, en tout cas pour des évènements à $z < 1$.

Ainsi, même si une grande partie de la formation stellaire a pu se faire dans des épisodes de starbursts, elle n'a pas pu se faire majoritairement au cours de "merger-induced starbursts"⁵, notamment dans le cas des galaxies spirales – ce qui implique de ne pas assimiler tous les starbursts intenses à des évènements déclenchés exclusivement par des fusions majeures. L'accrétion de gaz a dû résulter soit en d'autres types de starbursts, soit en une formation stellaire calme, étalée dans le temps, mais contribuant à une grande partie de la masse finale. Pour en revenir au cas de notre propre Galaxie, Boissier & Prantzos (1999) montrent par l'étude des populations stellaires que le disque a connu une croissance "inside-out", qui serait certainement liée à l'accrétion de gaz par le disque plutôt qu'à des fusions violentes. De plus, pour les galaxies aujourd'hui spirales, au moins environ un tiers de la formation stellaire a dû se produire dans les 8-10 derniers milliards d'années, d'après nos contraintes sur les taux d'accrétion de gaz issues des études des barres et des modes $m = 1$ – ce qui est en accord avec les estimations d'âge de Hammer et al. (2005), bien que cela ne puisse avoir été fait majoritairement par des évènements de collision-starburst-rebuilding seulement.

On sait donc observer les sursauts de formation stellaire intenses des galaxies lointaines, et remonter à l'histoire de la formation stellaire passée par l'étude des populations stellaires actuelles. L'hypothèse que l'essentiel des étoiles se soient formées lors de flambées de formation stellaire est soutenue par plusieurs arguments, mais l'histoire de la formation stellaire dans notre Galaxie semble dominée par une formation stellaire relativement constante, fluctuante mais sans pic majeur. Les modèles numériques ne prévoient pas, à $z = 0$ de taux de formation stellaire similaires à ceux des ULIRGs, de plus de 100 masses solaires par an. Cela indique que les facteurs déclenchant la formation stellaire dans ces objets sont encore incompris, et ne se limitent pas simplement à une collision de galaxies – la collision joue un rôle certain, mais d'autres processus manquent. Mais en plus de ces starburst induits par collision, le gaz environnant les galaxies, dont nous avons montré qu'il est peu à peu accrété, doit lui aussi jouer un rôle important dans l'histoire de la formation stellaire, notamment à bas redshift, et peut également intervenir dans déclenchement des flambées de formation stellaire. L'observation de LIRGs isolées, à moyen redshift, atteste d'ailleurs de phases intenses de formation stellaire qui ne sont pas associées à des interactions de galaxies.

Concernant les facteurs déclenchant la formation stellaire, il paraît de plus en plus indiscutable que le taux de formation d'étoiles local ne dépend pas uniquement de la densité de gaz⁶, et que d'autres facteurs

⁴sauf si les progéniteurs des ULIRGS sont des spirales restées inhabituellement riches en gaz jusqu'à bas redshift

⁵façon compacte de dire "flambée de formation stellaire induite par une collision/fusion"

⁶c'est pourtant ce qui est habituellement supposé dans les simulations. La modélisation de la formation stellaire sera donc à améliorer.

participent au déclenchement de la formation stellaire (e.g. Palouš et al. 2002). Dès lors, bien que les fusions majeures de galaxies concentrent une partie du gaz dans les régions centrales, cela ne suffit pas à les relier directement aux flambées de formation stellaire.

7.4 Perspectives

Dans les années à venir, les limites de résolution et sensibilité des observations vont être repoussées dans divers domaines de longueurs d'ondes, grâce notamment aux observatoires Herschel, Alma, et Ska. Des observations de plus en plus précises et nombreuses de galaxies lointaines seront réalisées. Un meilleur suivi de l'évolution morphologique et de l'histoire de la formation stellaire sera donc disponible, en fonction de l'environnement des galaxies. L'interprétation de ces futures observations permettra de contraindre encore mieux les modèles numériques, et les scénarios sous-jacents sur la cosmologie et la matière noire.

On peut d'ores et déjà envisager une suite aux travaux présentés ici pour mieux comprendre le rôle de l'environnement intergalactique dans l'évolution des galaxies, et le lien possible avec la matière noire. En effet, toutes les contraintes observationnelles existantes n'ont pas encore été exploitées. Notamment, comme nous l'avons expliqué ci-dessus, les processus responsables des flambées de formation stellaire restent à comprendre. L'étude chimique des populations stellaires (abondances et rapports d'abondances des éléments) pourrait aussi donner des informations importantes sur l'évolution passée des galaxies. Peu de modèles couplent pour l'instant évolution chimique et dynamique des galaxies – voir par exemple Poirier et al. (2002). L'étude de l'évolution chimique dans l'évolution séculaire et les fusions de galaxies pourrait permettre de mieux comprendre l'impact de chaque processus sur l'histoire de la formation stellaire. Toutefois, l'évolution chimique dépend directement du taux de formation stellaire (et de la fonction de masse initiale des étoiles), qu'il conviendrait donc de modéliser plus fidèlement dans un premier temps. La résolution des simulations numériques devient suffisante pour résoudre les chocs dans les bras spiraux et les plus grands nuages moléculaires du milieu interstellaire, ce qui devrait permettre de modéliser de façon plus réaliste le déclenchement de la formation stellaire.

Les progrès réalisés dans la modélisation des anneaux polaires et des galaxies naines de marée permettent d'espérer sonder de manière plus précise la présence de matière noire baryonique dans ces structures. Dans le cas des naines de marée, cela peut se faire soit par l'identification de "vieilles" naines, soit en modélisant en détail, avec des simulations à haute résolution adaptative, la dynamique complexe des naines non virialisées encore en formation.

Nous avons vu dans cette thèse qu'il est fondamental d'adopter un point de vue "suivi" sur l'évolution des galaxies. On ne comprend pas entièrement les conséquences des fusions de galaxies si on les considère comme des événements uniques étudiés isolément : une fusion n'est qu'une étape de l'évolution d'une galaxie, susceptible de se répéter, et alternant avec des phases d'évolution séculaire isolée ou d'accrétion de gaz. De même, on interprète mal les barres vues aujourd'hui dans des galaxies âgées de 10 milliards d'années si on les compare aux barres qui se forment en un milliard d'années dans les simulations, en faisant abstraction de toute évolution préalable. Même si l'étude de tel ou tel processus, individuellement, peut encore donner des conclusions nouvelles, les modèles d'évolution des galaxies gagneront beaucoup en réalisme si ils modélisent l'ensemble des processus d'évolution intervenus depuis la formation des galaxies. Ceci implique de prendre en compte des historiques de fusions réalistes (quand et avec quel rapport de masse des fusions ont-elles eu lieu ?) et des prédictions détaillées concernant l'accrétion de gaz (taux d'accrétion et distribution de l'accrétion dans l'espace des phases, en fonction du temps). Autrement dit, il s'agit de replacer la modélisation des galaxies dans le contexte de l'environnement cosmologique complet dans lesquelles elles évoluent. Les simulations cosmologiques peuvent prédire l'historique d'évolution (arbres de fusions, cartes d'accrétion). Cela permet d'envisager de simuler l'évolution des galaxies dans un cadre cosmologique complet (et réaliste sous hypothèse de la validité du modèle CDM) ; ces travaux devraient être conduits prochainement dans le cadre du projet Horizon⁷. En se basant sur les prédictions du modèle Λ -CDM, ces simulations seront un nouveau test plus approfondi de la capacité de ce modèle à expliquer correctement l'évolution des galaxies jusqu'à leur état actuel.

Les aspects chimiques pourront être de nouveaux outils pour contraindre les mécanismes de formation et d'évolution des galaxies, et notamment l'origine du gaz accrété depuis le milieu intergalactique, car ce dernier doit modifier l'abondance des éléments chimiques. Les gradients des éléments chimiques doivent même être un traceur combiné des conditions dans lesquelles le gaz a été accrété, des fusions passées, et de l'histoire de la formation stellaire. Ces travaux ont également montré que le gaz chaud ne peut résoudre à lui seul le problème des "missing baryons", et qu'une source de gaz froid est nécessaire pour alimenter la croissance des disques galactiques – ce dernier pouvant résulter du refroidissement préalable de composantes chaudes. C'est

⁷<http://www.projet-horizon.fr>

donc au moins en partie dans des baryons froids qu'il faudra chercher la source de la croissance progressive des disques galactiques. Enfin, ces travaux pourront progresser par la prise en compte des effets d'environnement à grande échelle. Les interactions de paires de galaxies, ou de petits groupes fusionnant progressivement, ont été décrits dans cette thèse. Mais l'évolution dans des groupes riches ou compacts, dans des amas ou à leur périphérie, avec les effets de pression dynamique associée, jouent également un rôle dans l'évolution de certaines galaxies. Etudier les processus qui interviennent dans ces circonstances différentes permettra encore de mieux comprendre à la fois l'évolution des galaxies et la matière qu'elles contiennent.

Bibliographie

- Abraham, R. G., Merrifield, M. R., Ellis, R. S., Tanvir, N. R., & Brinchmann, J. 1999, MNRAS, 308, 569
- Abraham, R. G. & van den Bergh, S. 2001, Science, 293, 1273
- Alard, C. 2001, A&A, 379, L44
- Angiras, R., Jog, C. J., Omar, A., & Dwarakanath, K. S. 2006, MNRAS in press, astro-ph/0604120
- Appleton, P. N. & Struck-Marcell, C. 1996, Fundamentals of Cosmic Physics, 16, 111
- Athanassoula, E. 1992, MNRAS, 259, 345
- Athanassoula, E. 2002, ApJ, 569, L83
- Athanassoula, E. 2005, Invited review to the Conference on Planetary Nebulae as Astronomical Tools (Gdansk, Poland, 28 June-2 July 2005), astro-ph/0510808
- Baldwin, J. E., Lynden-Bell, D., & Sancisi, R. 1980, MNRAS, 193, 313
- Barnes, J. & Hut, P. 1986, Nature, 324, 446
- Barnes, J. E. 1989, Nature, 338, 123
- Barnes, J. E. 1990, Nature, 344, 379
- Barnes, J. E. 2004, MNRAS, 350, 798
- Barnes, J. E. & Hernquist, L. 1992, Nature, 360, 715
- Baugh, C. M., Cole, S., & Frenk, C. S. 1996, MNRAS, 283, 1361
- Bekki, K. 1997, ApJ, 490, L37
- Bekki, K. 1998a, ApJ, 499, 635
- Bekki, K. 1998b, ApJ, 502, L133
- Berentzen, I., Athanassoula, E., Heller, C. H., & Fricke, K. J. 2004, MNRAS, 347, 220
- Berentzen, I., Heller, C. H., Shlosman, I., & Fricke, K. J. 1998, MNRAS, 300, 49
- Berentzen, I., Shlosman, I., & Jogee, S. 2006, ApJ, 637, 582
- Binney, J. & Tremaine, S. 1987, Galactic dynamics (Princeton, NJ, Princeton University Press, 1987, 747 p.)
- Block, D. L., Puerari, I., Freeman, K. C., Groess, R., & Block, E. K. 2004, *in* Penetrating bars through masks of cosmic dust : the Hubble tuning fork strikes a new note. Edited by D.L. Block, I. Puerari, K.C. Freeman, R. Groess, and E.K. Block.
- Blumenthal, G. R., Faber, S. M., Primack, J. R., & Rees, M. J. 1984, Nature, 311, 517
- Boissier, S. & Prantzos, N. 1999, MNRAS, 307, 857
- Bosma, A. 1978, Ph.D. Thesis
- Bosma, A. 1981, AJ, 86, 1791

- Bournaud, F. & Combes, F. 2002, *A&A*, 392, 83
- Bournaud, F. & Combes, F. 2003, *A&A*, 401, 817
- Braine, J., Lisenfeld, U., Duc, P.-A., & Leon, S. 2000, *Nature*, 403, 867
- Bullock, J. S., Kravtsov, A. V., & Colín, P. 2002, *ApJ*, 564, L1
- Buta, R. & Combes, F. 1996, *Fundamentals of Cosmic Physics*, 17, 95
- Chandrasekhar, S. 1943, *ApJ*, 97, 255
- Chitre, A. & Jog, C. J. 2002, *A&A*, 388, 407
- Combes, F. 2000, in *ASP Conf. Ser. 197 : Dynamics of Galaxies : from the Early Universe to the Present*, ed. F. Combes, G. A. Mamon, & V. Charmandaris, 15
- Combes, F. 2001, in *Advanced Lectures on the Starburst-AGN*, ed. I. Aretxaga, D. Kunth, & R. Mújica, 223
- Combes, F. 2004, in *IAU Symposium*, ed. S. Ryder, D. Pisano, M. Walker, & K. Freeman, 219
- Combes, F. & Arnaboldi, M. 1996, *A&A*, 305, 763
- Combes, F. & Elmegreen, B. G. 1993, *A&A*, 271, 391
- Combes, F. & Gerin, M. 1985, *A&A*, 150, 327
- Combes, F. & Sanders, R. H. 1981, *A&A*, 96, 164
- Courteau, S. 1997, *AJ*, 114, 2402
- Cox, T. J., Primack, J., Jonsson, P., & Somerville, R. S. 2004, *ApJ*, 607, L87
- Cretton, N., Naab, T., Rix, H.-W., & Burkert, A. 2001, *ApJ*, 554, 291
- Curir, A. & Diaferio, A. 1994, *A&A*, 285, 389
- Curir, A., Mazzei, P., & Murante, G. 2006, *A&A*, 447, 453
- Dalcanton, J. J. & Bernstein, R. A. 2002, *AJ*, 124, 1328
- Das, M., Teuben, P. J., Vogel, S. N., et al. 2003, *ApJ*, 582, 190
- Davies, R. L., Kuntschner, H., Emsellem, E., et al. 2001, *ApJ*, 548, L33
- de Vaucouleurs, G. 1953, *MNRAS*, 113, 134
- de Vaucouleurs, G. 1959, *Handbuch der Physik*, 53, 275
- de Vaucouleurs, G. 1963, *ApJS*, 8, 31
- de Vaucouleurs, G. & de Vaucouleurs, A. 1963, *AJ*, 68, 278
- Debattista, V. P. & Sellwood, J. A. 2000, *ApJ*, 543, 704
- Debbatista, V. P. et al. 2006, *ApJ* submitted
- Dekel, A., Arad, I., Devor, J., & Birnboim, Y. 2003a, *ApJ*, 588, 680
- Dekel, A., Devor, J., & Hetzroni, G. 2003b, *MNRAS*, 341, 326
- Dekel, A., Stoehr, F., Mamon, G. A., et al. 2005, *Nature*, 437, 707
- Dekel, A. & Woo, J. 2003, *MNRAS*, 344, 1131
- d'Onghia, E. et al. 2006, *astro-ph/0602005*
- Dubinski, J., Mihos, J. C., & Hernquist, L. 1996, *ApJ*, 462, 576
- Dubinski, J., Mihos, J. C., & Hernquist, L. 1999, *ApJ*, 526, 607

- Duc, P.-A., Bournaud, F., & Masset, F. S. 2004, in IAU Symposium, ed. P.-A. Duc, J. Braine, & E. Brinks, 550
- Duc, P.-A., Brinks, E., Springel, V., et al. 2000, *AJ*, 120, 1238
- Duc, P.-A., Brinks, E., Wink, J. E., & Mirabel, I. F. 1997, *A&A*, 326, 537
- Duc, P.-A. & Mirabel, I. F. 1994, *A&A*, 289, 83
- Duc, P.-A. & Mirabel, I. F. 1998, *A&A*, 333, 813
- Elbaz, D., Arnaud, M., Casse, M., et al. 1992, *A&A*, 265, L29
- Elbaz, D. & Cesarsky, C. J. 2003, *Science*, 300, 270
- Elmegreen, B. G. 2004, in *Penetrating bars through masks of cosmic dust : the Hubble tuning fork strikes a new note*. Edited by D.L. Block, I. Puerari, K.C. Freeman, R. Groess, and E.K. Block.
- Elmegreen, B. G. 2005, Terschelling Conference, July 2005, to appear in *Island Universes : Structure and Evolution of Disk Galaxies*, Springer, astro-ph/0510245
- Elmegreen, B. G., Elmegreen, D. M., Chromey, F. R., Hasselbacher, D. A., & Bissell, B. A. 1996, *AJ*, 111, 2233
- Elmegreen, B. G., Elmegreen, D. M., & Hirst, A. C. 2004, *ApJ*, 612, 191
- Elmegreen, B. G., Elmegreen, D. M., & Leitner, S. N. 2003a, *ApJ*, 590, 271
- Elmegreen, B. G., Elmegreen, D. M., Vollbach, D. R., Foster, E. R., & Ferguson, T. E. 2005, *ApJ*, 634, 101
- Elmegreen, B. G., Kaufman, M., & Thomasson, M. 1993, *ApJ*, 412, 90
- Elmegreen, B. G., Leitner, S. N., Elmegreen, D. M., & Cuillandre, J.-C. 2003b, *ApJ*, 593, 333
- Elmegreen, B. G. & Thomasson, M. 1993, *A&A*, 272, 37
- Elmegreen, B. G., Wilcots, E., & Pisano, D. J. 1998, *ApJ*, 494, L37
- Erwin, P. 2005, *MNRAS*, 364, 283
- Eskridge, P. B., Frogel, J. A., Pogge, R. W., et al. 2002, *ApJS*, 143, 73
- Eskridge, P. B., Frogel, J. A., Pogge, R. W., et al. 2000, *AJ*, 119, 536
- Faber, S. M. & Gallagher, J. S. 1979, *ARA&A*, 17, 135
- Fall, S. M. & Efstathiou, G. 1980, *MNRAS*, 193, 189
- Flores, H., Hammer, F., Elbaz, D., et al. 2004, *A&A*, 415, 885
- Freeman, K. C. 1970, *ApJ*, 160, 811
- Friedli, D. & Benz, W. 1993, *A&A*, 268, 65
- Gadotti, D. A. & de Souza, R. E. 2005, *ApJ*, 629, 797
- Gallagher, J. S., Sparke, L. S., Matthews, L. D., et al. 2002, *ApJ*, 568, 199
- Gerhard, O. E. 2001, in *ASP Conf. Ser. 230 : Galaxy Disks and Disk Galaxies*, ed. J. G. Funes & E. M. Corsini, 21–30
- Gerin, M., Combes, F., & Athanassoula, E. 1990, *A&A*, 230, 37
- Gerola, H. & Seiden, P. E. 1978, *ApJ*, 223, 129
- Gingold, R. A. & Monaghan, J. J. 1977, *MNRAS*, 181, 375
- Hammer, F., Flores, H., Elbaz, D., et al. 2005, *A&A*, 430, 115

- Hasan, H. & Norman, C. 1990, *ApJ*, 361, 69
- Hatton, S., Devriendt, J. E. G., Ninin, S., et al. 2003, *MNRAS*, 343, 75
- Hernquist, L. 1987, *ApJS*, 64, 715
- Hibbard, J. E. & Barnes, J. E. 2004, in *IAU Symposium*, ed. P.-A. Duc, J. Braine, & E. Brinks, 510
- Hibbard, J. E., Guhathakurta, P., van Gorkom, J. H., & Schweizer, F. 1994, *AJ*, 107, 67
- Hibbard, J. E. & Mihos, J. C. 1995, *AJ*, 110, 140
- Hibbard, J. E. & van Gorkom, J. H. 1996, *AJ*, 111, 655
- Hoekstra, H., van Albada, T. S., & Sancisi, R. 2001, *MNRAS*, 323, 453
- Holley-Bockelmann, K., Weinberg, M., & Katz, N. 2005, *MNRAS*, 363, 991
- Horellou, C. & Combes, F. 2001, *Ap&SS*, 276, 1141
- Hozumi, S. & Hernquist, L. 2005, *PASJ*, 57, 719
- Hubble, E. P. 1922a, *ApJ*, 56, 162
- Hubble, E. P. 1922b, *ApJ*, 56, 400
- Huchtmeier, W. K. 1975, *A&A*, 45, 259
- Hut, P., Makino, J., & McMillan, S. 1995, *ApJ*, 443, L93
- Ibata, R., Irwin, M., Bienaymé, O., Scholz, R., & Guibert, J. 2000, *ApJ*, 532, L41
- Illingworth, G. 1977, *ApJ*, 218, L43
- Iodice, E., Arnaboldi, M., De Lucia, G., et al. 2002a, *AJ*, 123, 195
- Iodice, E., Arnaboldi, M., Sparke, L. S., & Freeman, K. C. 2002b, *A&A*, 391, 117
- Iodice, E. e. a. 2006, *AJ* in press
- Jablonka, J. & Arimoto, N. 1992, *A&A*, 255, 63
- Jablonka, P., Martin, P., & Arimoto, N. 1996, *AJ*, 112, 1415
- James, R. A. 1977, *J. Comput. Phys.*, 25, 71
- Jog, C. J. 1997, *ApJ*, 488, 642
- Jog, C. J. 1999, *ApJ*, 522, 661
- Jog, C. J. & Chitre, A. 2002, *A&A*, 393, L89
- Jogee, S., Barazza, F. D., Rix, H.-W., et al. 2004, *ApJ*, 615, L105
- Jogee, S., Lubell, G., Davies, J., et al. 2003, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 203, 203
- Jungwiert, B., Combes, F., & Palouš, J. 2001, *A&A*, 376, 85
- Kapferer, W., Knapp, A., Schindler, S., Kimeswenger, S., & van Kampen, E. 2005, *A&A*, 438, 87
- Katz, N., Weinberg, D. H., Hernquist, L., & Miralda-Escude, J. 1996, *ApJ*, 457, L57
- Kennicutt, R. C. 1989, *ApJ*, 344, 685
- Kennicutt, R. C. 1998, *ApJ*, 498, 541
- Kereš, D., Katz, N., Weinberg, D. H., & Davé, R. 2005, *MNRAS*, 363, 2
- Klypin, A., Kravtsov, A. V., Valenzuela, O., & Prada, F. 1999, *ApJ*, 522, 82

- Knebe, A., Devriendt, J. E. G., Mahmood, A., & Silk, J. 2002, *MNRAS*, 329, 813
- Kormendy, J. & Bender, R. 1996, *ApJ*, 464, L119
- Kormendy, J. & Kennicutt, R. C. 2004, *ARA&A*, 42, 603
- Kravtsov, A. V., Gnedin, O. Y., & Klypin, A. A. 2004, *ApJ*, 609, 482
- Kravtsov, A. V., Klypin, A. A., & Khokhlov, A. M. 1997, *ApJS*, 111, 73
- Lin, C. C. & Shu, F. H. 1964, *ApJ*, 140, 646
- Lucy, L. B. 1977, *AJ*, 82, 1013
- Lütticke, R., Pohlen, M., & Dettmar, R.-J. 2004, *A&A*, 417, 527
- Lynden-Bell, D. 1967, *MNRAS*, 136, 101
- Macciò, A. V., Moore, B., & Stadel, J. 2006, *ApJ*, 636, L25
- Maller, A. H. & Dekel, A. 2002, *MNRAS*, 335, 487
- Mamon, G. A. 1992, *ApJ*, 401, L3
- Marcillac, D., Elbaz, D., Charlot, S., et al. 2005, in *ASSL Vol. 329 : Starbursts : From 30 Doradus to Lyman Break Galaxies*, ed. R. de Grijs & R. M. González Delgado, 45P
- Marcillac, D. e. a. 2006, *A&A* in press, astro-ph/0601466
- Martinez-Valpuesta, I., Shlosman, I., & Heller, C. 2006, *ApJ*, 637, 214
- Masset, F. & Tagger, M. 1997, *A&A*, 322, 442
- Masset, F. S. & Bureau, M. 2003, *ApJ*, 586, 152
- Matthews, L. D., van Driel, W., & Gallagher, J. S. 1998, *AJ*, 116, 1169
- McGaugh, S. S. 2004, *ApJ*, 609, 652
- Méndez, R. A. 2002, *A&A*, 395, 779
- Mihos, J. C. 2004, in *IAU Symposium*, ed. P.-A. Duc, J. Braine, & E. Brinks, 390
- Milgrom, M. 1983, *ApJ*, 270, 365
- Miller, R. H. 1978, *ApJ*, 223, 122
- Mirabel, I. F., Dottori, H., & Lutz, D. 1992, *A&A*, 256, L19
- Mirabel, I. F., Laurent, O., Sanders, D. B., et al. 1999, *A&A*, 341, 667
- Miville-Deschênes, M.-A., Boulanger, F., Reach, W. T., & Noriega-Crespo, A. 2005, *ApJ*, 631, L57
- Moore, B., Ghigna, S., Governato, F., et al. 1999a, *ApJ*, 524, L19
- Moore, B., Quinn, T., Governato, F., Stadel, J., & Lake, G. 1999b, *MNRAS*, 310, 1147
- Naab, T. & Burkert, A. 2003, *ApJ*, 597, 893
- Navarro, J. F. & Benz, W. 1991, *ApJ*, 380, 320
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1996, *ApJ*, 462, 563
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1997, *ApJ*, 490, 493
- Navarro, J. F. & Steinmetz, M. 1997, *ApJ*, 478, 13
- Navarro, J. F. & Steinmetz, M. 2000a, *ApJ*, 538, 477
- Navarro, J. F. & Steinmetz, M. 2000b, *ApJ*, 528, 607

- Neyman, J., Page, T., & Scott, E. 1961, *AJ*, 66, 633
- Norris, J. E. 1999, *Ap&SS*, 265, 213
- Oort, J. H. 1932, *Bull. Astron. Inst. Netherlands*, 6, 249
- Ostriker, J. P. & Peebles, P. J. E. 1973, *ApJ*, 186, 467
- Palouš, J., Ehlerov', S., & Elmegreen, B. G. 2002, *Ap&SS*, 281, 101
- Pérez, I., Fux, R., & Freeman, K. 2004, *A&A*, 424, 799
- Pfenniger, D. 1985, *A&A*, 150, 112
- Pfenniger, D. 1989, *ApJ*, 343, 142
- Pfenniger, D. & Combes, F. 1994, *A&A*, 285, 94
- Pfenniger, D., Combes, F., & Martinet, L. 1994, *A&A*, 285, 79
- Pfenniger, D. & Friedli, D. 1991, *A&A*, 252, 75
- Pfenniger, D. & Norman, C. 1990, *ApJ*, 363, 391
- Pisano, D. J., Barnes, D. G., Gibson, B. K., et al. 2005, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 207, 1
- Poirier, S., Jablonka, P., & Alimi, J.-M. 2002, *Ap&SS*, 281, 315
- Puech, M., Hammer, F., Flores, H., Ostlin, G., & Marquart, T. 2006, *A&A* in press, astro-ph/0603562
- Rautiainen, P. & Salo, H. 1999, *A&A*, 348, 737
- Regan, M. W. & Teuben, P. J. 2004, *ApJ*, 600, 595
- Reshetnikov, V. & Sotnikova, N. 1997, *A&A*, 325, 933
- Revaz, Y. & Pfenniger, D. 2004, *A&A*, 425, 67
- Richter, O.-G. & Sancisi, R. 1994, *A&A*, 290, L9
- Roberts, M. S. & Haynes, M. P. 1994, *ARA&A*, 32, 115
- Roberts, M. S. & Whitehurst, R. N. 1975, *ApJ*, 201, 327
- Roberts, W. W. 1969, *ApJ*, 158, 123
- Rocha-Pinto, H. J., Scalo, J., Maciel, W. J., & Flynn, C. 2000a, *ApJ*, 531, L115
- Rocha-Pinto, H. J., Scalo, J., Maciel, W. J., & Flynn, C. 2000b, *A&A*, 358, 869
- Rubin, V. C. & Ford, W. K. J. 1970, *ApJ*, 159, 379
- Sackett, P. D., Rix, H.-W., Jarvis, B. J., & Freeman, K. C. 1994, *ApJ*, 436, 629
- Sackett, P. D. & Sparke, L. S. 1990, *ApJ*, 361, 408
- Schmidt, M. 1959, *ApJ*, 129, 243
- Schweizer, F. 1978, in *IAU Symp. 77 : Structure and Properties of Nearby Galaxies*, ed. E. M. Berkhuijsen & R. Wielebinski, 279–284
- Seiden, P. E. & Gerola, H. 1979, *ApJ*, 233, 56
- Sellwood, J. A. & Sparke, L. S. 1988, *MNRAS*, 231, 25P
- Semelin, B. & Combes, F. 2005, *A&A*, 441, 55
- Sérsic, J. L. & Agüero, E. L. 1972, *Ap&SS*, 19, 387

- Shen, J. & Sellwood, J. A. 2004, *ApJ*, 604, 614
- Sheth, K., Regan, M. W., Scoville, N. Z., & Strubbe, L. E. 2003, *ApJ*, 592, L13
- Shlosman, I., Frank, J., & Begelman, M. C. 1989, *Nature*, 338, 45
- Sparke, L. S. & Sellwood, J. A. 1987, *MNRAS*, 225, 653
- Springel, V. & Hernquist, L. 2005, *ApJ*, 622, L9
- Springel, V. & White, S. D. M. 1999, *MNRAS*, 307, 162
- Sumner, T. J. 2002, *Living Reviews in Relativity*, 5, 4
- Temporin, S., Weinberger, R., Galaz, G., & Kerber, F. 2003, *ApJ*, 587, 660
- Teyssier, R. 2002, *A&A*, 385, 337
- Thom, C. R., Putman, M. E., Gibson, B. K., et al. 2005, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 207, 1
- Toomre, A. 1964, *ApJ*, 139, 1217
- Toomre, A. & Toomre, J. 1972, *ApJ*, 178, 623
- Toomre, A. & Toomre, J. 1977, *Violent Tides Between Galaxies (The New Astronomy and Space Science Reader)*, 271
- Tremaine, S. & Weinberg, M. D. 1984, *ApJ*, 282, L5
- Trujillo, I. & Pohlen, M. 2005, *ApJ*, 630, L17
- Tully, R. B. & Fisher, J. R. 1977, *A&A*, 54, 661
- van Albada, T. S., Bahcall, J. N., Begeman, K., & Sancisi, R. 1985, *ApJ*, 295, 305
- van den Bergh, S. 2001, *AJ*, 122, 621
- van den Bergh, S. 2002, *AJ*, 124, 782
- van den Bergh, S., Abraham, R. G., Ellis, R. S., et al. 1996, *AJ*, 112, 359
- van den Bergh, S., Abraham, R. G., Whyte, L. F., et al. 2002, *AJ*, 123, 2913
- van den Bergh, S., Cohen, J. G., Hogg, D. W., & Blandford, R. 2000, *AJ*, 120, 2190
- van Driel, W., Combes, F., Casoli, F., et al. 1995, *AJ*, 109, 942
- Vandervoort, P. O. 1975, *ApJ*, 201, 50
- Villumsen, J. V. 1989, *ApJS*, 71, 407
- Walker, I. R., Mihos, J. C., & Hernquist, L. 1996, *ApJ*, 460, 121
- Weil, M. L. & Hernquist, L. 1994, *ApJ*, 431, L79
- Weil, M. L. & Hernquist, L. 1996, *ApJ*, 460, 101
- Weilbacher, P. M., Duc, P.-A., & Fritze-v. Alvensleben, U. 2003a, *A&A*, 397, 545
- Weilbacher, P. M., Fritze-von Alvensleben, U., & Duc, P.-A. 2003b, *Ap&SS*, 284, 639
- Wetzstein, M., Naab, T., & Burkert, A. 2006, *MNRAS* submitted, astro-ph/0510821
- White, S. D. M. & Rees, M. J. 1978, *MNRAS*, 183, 341
- Whitmore, B. C., Lucas, R. A., McElroy, D. B., et al. 1990, *AJ*, 100, 1489
- Whitmore, B. C., McElroy, D. B., & Schweizer, F. 1987, *ApJ*, 314, 439

Wilcots, E. M. & Prescott, M. K. M. 2004, AJ, 127, 1900

Windhorst, R. A., Taylor, V. A., Jansen, R. A., et al. 2002, ApJS, 143, 113

Wyse, R. F. G. 2004, ApJ, 612, L17

Zwicky, F. 1933, Helvetica Physica Acta, 6, 110

Zwicky, F. 1957, Morphological astronomy (Berlin : Springer)

Deuxième partie

Publications

Article A

La durée de vie des barres : Concentrations centrales de masse et couples de gravité

Cet article étudie les mécanismes qui provoquent la destruction des barres telle qu'elle se produit dans les simulations numériques. On a longtemps attribué la destruction des barres aux seules concentrations centrales de masses (CMC) que la barre elle-même alimente, alors que des études spécifiques sur cet aspect ont montré que les barres pouvaient souvent survivre à la croissance des CMCs. Nous confirmons dans nos simulations numériques que la CMC seul ne suffit pas, le plus souvent, à détruire la barre. Mais un autre processus, qui avait été ignoré jusqu'ici, complète ces effets et peut alors induire la destruction complète des barres : le gaz interstellaire, avant d'alimenter la CMC, tombe de la corotation (quelques kpc) aux régions centrales (moins de 1kpc en général). Il exerce alors des couples de gravité positifs sur la barre d'étoiles, qui compensent le moment négatif de l'onde barrée. Les effets associés des CMCs et de ces couples de gravité peuvent conduire à des durées de vie des barres de seulement quelques milliards d'années dans des galaxies spirales typiques des Sb–Sc contenant 10% de gaz. Nous vérifions également que l'amplitude de ces phénomènes (couples de gravité et croissance de CMC associée) est réaliste dans nos simulations, par rapport à des cas observés, si bien que l'effet de destruction de la barre doit lui-même être réaliste. Cet article détaille donc la phase de destruction des barres qui est vue dans l'article B (publié précédemment), et avait été remise en cause, car historiquement attribuée uniquement à la croissance de la CMC.

Bournaud, Combes & Semelin, 2005, MNRAS, 364, 18

Article B

Accrétion de gaz par les galaxies spirales : formation et renouveau des barres

Un scénario d'évolution des barres est proposé dans cet article. Les barres se détruisent en quelques milliards d'années, d'après notamment l'article précédent. Il est donc nécessaire de les reformer pour maintenir constante la fraction de galaxies barrées, au cours des 8 derniers milliards d'années au moins. Les interactions/fusions ne pouvant pas jouer un rôle fondamental dans la reformation des barres, nous proposons que les galaxies spirales accrètent du gaz qui alimente leur disque interne, s'y convertit en nouvelles étoiles, qui reforment ou maintiennent la barre. Le processus détaillé de destruction/reformation de la barre est analysé dans les simulations. Tant que la première barre existe, ses couples de gravité peuvent bloquer le gaz à grand rayon, au-delà de la résonance externe de Lindblad. Une fois la première barre affaiblie, le gaz remplit le disque, augmentant le rapport disque/bulbe et l'autogravité du disque. Une seconde instabilité barrée se développe alors, plus courte et plus rapide que la première onde barrée à la fin de son existence. On peut suivre jusqu'à 4 cycles de formation/destruction de barres en un temps de Hubble. Les barres finales tendent à être moins fortes, ce qui est expliqué, dans ce modèle, par le bilan du moment angulaire apporté par l'accrétion. Le gaz recyclé par la formation stellaire et la perte de masse des étoiles joue également un rôle dans cette évolution dynamique des disques. Nous discutons les implications sur l'évolution des galaxies spirales dans la séquence de Hubble en fonction du redshift.

Nous montrons donc dans cet article que c'est l'accrétion de grandes quantités de gaz (quelques masses solaires par an) au cours des derniers milliards d'années, qui peut expliquer pourquoi la majorité des galaxies spirales sont encore barrées aujourd'hui.

Bournaud & Combes, 2002, A&A, 392, 83

Article C

Couples de gravité dans les galaxies barrées : l'accrétion de gaz comme mécanisme majeur de l'évolution des galaxies

A partir d'observations proche-infrarouge, nous déterminons la distribution des couples gravitationnels dans le mode $m = 2$ (force de barre) d'un échantillon de 163 galaxies spirales de l'Univers Local. En comparant ces résultats à des modèles numériques, nous pouvons contraindre les processus d'évolution des galaxies. Les statistiques observationnelles ne peuvent être expliquées que par l'accrétion de gaz externe par les disques des galaxies spirales. Cette accrétion reforme les barres – après la dissolution des barres primordiales – et maintient simultanément les structures spirales. Pour rendre compte en détail des observations, il faut des taux d'accrétion élevés, conduisant les disques des galaxies à doubler leur masse par accrétion en 10 milliards d'années : les disques de galaxies sont des systèmes ouverts, qui continuent à se former dans l'Univers actuel en accréant de grandes quantités de matière.

Block, Bournaud, Combes, et al., 2003, A&A, 394, L35

Article D

Les galaxies spirales "lopsided" : preuves de l'accrétion de gaz

Dans le but d'étudier l'origine des "lopsidedness" dans les disques de galaxies spirales, nous mesurons le degré d'asymétrie $m = 1$ dans un catalogue d'images proche-infrarouge de 149 galaxies proches. Jusqu'à présent, les études similaires s'étaient focalisées sur le gaz HI, et par conséquent n'avaient pas la résolution spatiale nécessaire à une quantification statistique précise, ou ne concernaient que des échantillons trop réduits. Nous comparons statistiquement la présence d'asymétries $m = 1$ à d'autres paramètres : type de Hubble, présence de bras et barres, présence de galaxies voisines... Ces résultats observationnels sont confrontés aux prédictions des modèles selon divers scénarios. Plusieurs arguments montrent qu'une grande partie des disques asymétriques ne peut pas résulter simplement d'interactions et/ou fusions de galaxies, ce qui était généralement considéré comme le scénario standard. Au contraire, un certain nombre doit résulter de l'accrétion de grandes masses de gaz, qui a dû se faire de façon asymétrique le long de "filaments" cosmologiques. Cette étude fournit donc, indépendamment de celle déjà réalisée sur les barres, une seconde preuve du rôle fondamental que l'accrétion de gaz a dû jouer dans l'évolution des galaxies jusqu'à leur état actuel.

Bournaud, Combes, Jog & Puerari, 2005, A&A, 438, 507

Article E

Fusions de galaxies de masse inégales : Systèmes à morphologie de spirales et à cinématique d'elliptiques

Il est communément admis que les fusions de galaxies "majeures" dans la gamme de rapports de masse 1:1–3:1 forment des résidus qui ont des propriétés similaires aux galaxies elliptiques, alors que les fusions "mineures" au-delà de 10:1 résultent en des spirales plus ou moins perturbées. Les cas intermédiaires, de 4:1 à 10:1, n'ont pas été étudiés jusqu'à présent. A l'aide de simulations N-corps, nous montrons que des tels événements résultent en des systèmes particuliers, qui ont la morphologie de galaxies à disques, notamment un profil de luminosité exponentiel, mais dont la cinématique se rapproche plus des systèmes elliptiques. Ces résidus de fusions sont semblables à ceux observés récemment par Jog & Chitre (2002). Nous présentons deux cas avec des rapports de masse de 4.5:1 et 7:1, et montrons que la fusion induit un chauffage important résultant en une cinématique dominée par une forte dispersion de vitesse, alors que le profil de luminosité initial de type spiral est conservé.

Bournaud, Combes & Jog, 2005, A&A, 418, 27

Article F

Fusions de galaxies : Propriétés des résidus en fonction du rapport de masse

Nous étudions les fusions de galaxies avec différents rapports de masse, de 1:1 à 10:1, et notamment les fusions de masses inégales peu étudiées jusqu'ici. Les propriétés cinématiques et morphologiques des résidus de fusion sont analysées après relaxation du système. Nous montrons que le principal paramètre déterminant le résultat d'une fusion est le rapport de masse, alors que les paramètres orbitaux interviennent peu sur la nature du résidu. Les fusions 1:1 à 3:1 forment des elliptiques, 4:1 à 10:1 des lenticulaires S0, et à partir de 10:1 des spirales de type précoce. La visibilité des disques, notamment dans les S0 et autour de certaines elliptiques, en fonction de l'inclinaison de la ligne de visée, est analysée. Le rôle des fusions de masse intermédiaires dans l'histoire de l'évolution des galaxies est étudié, ainsi que l'effet combiné des fusions et de l'accrétion éventuel de gaz diffus.

Bournaud, Jog & Combes, 2005, A&A, 437, 69

Article G

Formation des galaxies à anneaux polaires

Les galaxies à anneaux polaires sont des systèmes particuliers, dans lesquels un anneau presque polaire entoure une galaxie hôte qui est soit à disque de type précoce soit elliptique. Deux scénarios de formation ont été proposés : la collision et fusion majeure de deux galaxies spirales perpendiculaires, et l'accrétion par effet de marée de la matière d'une galaxie passant à proximité. Ces deux processus sont étudiés numériquement. Nous déterminons d'abord les contraintes physiques qui doivent être satisfaites pour qu'un anneau polaire se forme, dans chacun des deux scénarios. Nous en déduisons que le mécanisme d'accrétion par effets de marée est plus probable que le scénario de collision/fusion, car les contraintes sur les paramètres orbitaux sont moins fortes. Nous comparons aussi les prédictions des deux modèles avec les propriétés d'un certain nombre de systèmes observés, et montrons que pour la plupart d'entre eux le scénario d'accrétion est celui qui explique le mieux les propriétés observationnelles, même si certains systèmes peuvent résulter de collisions frontales entre galaxies spirales.

Bournaud & Combes, 2003, A&A, 401, 817

Article H

Formation de la galaxie à double anneau ESO 474-G26

Nous étudions la photométrie et le spectre HI de la galaxie ESO 474-G26. Cette galaxie est un système unique, entouré de deux anneaux de 40 et 60 kiloparsecs de rayon. L'anneau externe est un anneau équatorial, alors que l'anneau interne est polaire. Les indices de couleurs des anneaux sont typiques des galaxies spirales de type tardif, alors que l'objet central présente la distribution de matière d'une galaxie elliptique. Nous étudions l'origine possible de ce système à l'aide de simulations numériques, et montrant que le système s'est formé par fusion de deux galaxies spirales dans des conditions que nous détaillons. L'apparence à deux anneaux du système est transitoire, l'anneau polaire est stable mais l'anneau équatorial disparaît rapidement dans le modèle.

Reshetnikov, Bournaud, Combes, et al., 2005, A&A, 431, 503

Article I

Formation de la galaxie à anneau polaire AM 1934-563

Nous avons mené des observations spectroscopiques et photométriques d'un triplet de galaxies contenant AM 1934-563. Nous confirmons l'existence d'un anneau polaire étendu, incliné de 60–70 degrés, autour de la spirale gauchie au centre. L'anneau polaire est lui aussi fortement gauchi,. Il est aussi asymétrique, à la fois plus étendu et moins dense du côté nord. Il contient 10 à 15% de la masse stellaire totale du système. Nous montrons que cet anneau, incliné et gauchi mais fermé, ne peut pas résulter de la destruction d'une galaxie naine satellite par le champ de marée, ni d'une collision frontale de deux galaxies massives. Le processus d'accrétion de gaz depuis un autre membre du triplet permet par contre d'expliquer la morphologie de l'anneau et de son hôte, et les propriétés des deux spirales voisines sont en accord avec cette hypothèse.

Reshetnikov, Bournaud, Combes, et al., 2006, A&A, 446, 447

Article J

Relation de Tully-Fisher et matière noire dans des galaxies à anneaux polaires

Nous étudions la relation de Tully-Fisher pour les galaxies à anneaux polaires (PRGs), à partir d'observations optiques, proche-infrarouge, et des données HI disponibles. La luminosité totale en bande K , qui provient surtout de la galaxie hôte, et la largeur de raie HI, liée au potentiel gravitationnel dans le plan de l'anneau polaire, placent la plupart des PRGs en dehors de la relation de Tully-Fisher observée pour les galaxies spirales : les PRGs montrent des largeurs de raies HI plus grandes que les spirales de même luminosité en bande K . Nous retrouvons ces résultats en bande B , sur un échantillon plus grand. La modélisation numérique des anneaux polaires prévoit a priori une situation inverse, les anneaux n'étant visibles que sous des orientations particulières et leur cinématique mesurée selon leur petit axe. La position particulière des PRGs sur le diagramme de Tully-Fisher ne peut s'expliquer que par un aplatissement polaire des halos de matière noire, ou l'association d'une partie de la matière noire avec la matière de l'anneau lui-même.

Iodice, Arnaboldi, Bournaud, et al. 2003, ApJ, 585, 730

Article K

Cinématique des queues de marée : Galaxies naines de marée et effets de projection

Nous étudions la cinématique des queues de marée dans les collisions de galaxies à l'aide d'observations spectroscopiques Fabry-Pérot de l'émission $H\alpha$. Le grand champ de vue et la haute résolution spatiale de ces observations nous permettent d'étudier à la fois les mouvements à grande échelle de dérive de la matière le long des queues de marée, et la cinématique à petite échelle interne aux régions HII géantes formées dans les queues de marée. Dans plusieurs systèmes en interaction, on observe des accumulations de matière de 10^9 masses solaires typiquement, dans les régions les plus externes des queues de marée. Il n'est pas communément admis que ce soit de vrais objets : ils pourraient résulter d'effets de projection si une partie de la queue de marée est alignée avec la ligne de visée, créant des accumulations apparentes qui n'existent pas dans l'espace à 3 dimensions. A l'aide de modèles numériques, nous montrons qu'il est possible de savoir si ces objets résultent ou non d'effets de projection, en étudiant la cinématique à grande échelle des queues de marée qui les contiennent. Nous concluons que plusieurs cas sont de vraies accumulations de matière. Nous étudions alors leur cinématique interne : des gradients de vitesse de 50 à 100 km.s^{-1} sont détectés dans ces objets. Dans le cas de NGC 5291–Nord, la résolution spatiale de nos observations permet même de résoudre le champ de vitesse. Nous montrons que cet objet est en rotation, lié par son autogravité, mais présente aussi des mouvements radiaux signes d'une formation encore inachevée. Nous étudions également son éventuel contenu en matière noire. Nos observations Fabry-Pérot nous ont donc permis de prouver que certains accumulations de matière à l'extrémité des queues de marée sont des structures réelles et cinématiquement découplées du reste des queues de marée : les progéniteurs des "Galaxies Naines de Marée".

Bournaud, Duc, Amram, et al., 2004, A&A, 425, 813

Article L

Formation des naines de marée : Contraintes sur les halos de matière noire

Dans plusieurs systèmes en interaction, des accumulations massives de gaz et d'étoiles sont observées à l'extrémité des queues de marée, et pourraient devenir des galaxies naines. Nous avons montré dans l'article précédant que certains au moins sont des objets réels et non des artefacts liés à des effets de projection. Nous montrons ici que des tels objets ne peuvent se former au bout des queues de marée que si les halos de matière noire sont beaucoup plus étendus que la partie visible des galaxies spirales, au moins dix fois plus. Dans ces conditions, un processus cinématique forme de grandes accumulations de matière qui s'effondrent ensuite gravitationnellement, pour devenir des galaxies naines de marée.

Bournaud, Duc & Masset, 2003, A&A, 411, 469

Article M

Mécanisme de formation des naines de marée

L'article précédant montrait la nécessité de halos très étendus pour expliquer la formation des naines de marée les plus massives dans les régions les plus externes des systèmes en interaction. A l'aide de nouvelles simulations N-corps et également des modèles simples, nous étudions plus en détail la structure des queues de marée et les processus physiques associés. Lorsque les halos de matière noire ne s'étendent pas beaucoup plus loin que les disques spiraux, la matière est étirée le long des queues de marée. Dans le potentiel de halos plus étendus, les régions externes du disque sont déplacées dans les queues de marée sans diminution importante de leur densité, du fait de la forme différente du champ de marée. Cela peut créer une surdensité de matière au bout de la queue de marée. Dans un second temps, sa propre gravité peut faire s'effondrer cette structure, qui va alors former des étoiles et devenir une galaxie naine. C'est donc un processus cinématique qui déclenche la formation de ces objets. A l'opposé, des structures moins massives se forment tout le long des queues de marée, et sont quant à elles le résultat direct d'un processus d'effondrement gravitationnel. Cette étude nous permet à la fois de mieux comprendre les mécanismes de formation des naines de marée, et de préciser la définition de ces objets, en identifiant d'autres types de structures qui ont des localisations, masses et processus de formation différents.

Duc, Bournaud & Masset, 2004, A&A, 427, 803

Article N

Des galaxies naines de marée aux galaxies satellites

Nous étudions dans cet article l'évolution des naines de marée dont nous avons examiné l'existence et les processus de formation dans les trois articles précédents. L'objectif est de savoir si les naines de marée peuvent survivre pendant des durées importantes après leur formation, et si elles peuvent alors contribuer à la population totale des galaxies naines satellites qui orbitent autour des galaxies massives. Nous étudions ces questions de façon statistique, à l'aide d'une série de 96 simulations N-corps formant près de 600 sous-structures massives dans les queues de marée. Les objets les plus massifs, formés vers l'extrémité des queues de marée, survivent fréquemment plus de 1 ou 2 milliards d'années, ce qui suffit à ce qu'ils deviennent des galaxies naines satellites une fois la fusion de leur galaxies progénitrices achevée. Les objets formés à plus petit rayon tout le long des queues de marée, moins massifs dès leur formation, retombent plus rapidement sur leurs progéniteurs et perdent de la masse par l'action de leur champ de marée : il ne deviennent généralement pas des galaxies naines ayant une durée de vie significative.

Nous montrons dans nos simulations que la formation de naines de marée survivant au moins un milliard d'années ne peut se produire que lors de collisions sur des orbites peu inclinées, avec des rapports de masse n'excédant pas 8. Ces résultats nous permettent d'estimer que les galaxies naines de marée peuvent contribuer à quelques pourcents seulement du total des galaxies naines satellites, mais cette fraction peut être plus élevée dans certains environnements particuliers tels les groupes compacts. Le cas du Groupe Local est étudié : en raison de leur distribution particulière différente de celle prévue par nos modèles pour les naines de marée, nous montrons qu'il est très improbable que la majorité des naines de notre groupe aient une telle origine. On peut toutefois espérer trouver quelques naines de marée âgées, formées l'une d'une collision passée, et nos modèles donnent un ensemble de critères pour aider à identifier de tels objets.

Bournaud & Duc, 2006, A&A in press.
[http ://aramis.obspm.fr/~bournaud/TDGstat.sub.pdf](http://aramis.obspm.fr/~bournaud/TDGstat.sub.pdf)